

К. ГОФФМЕЙСТЕР  
Г. РИХТЕР  
В. ВЕНЦЕЛЬ



# ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ









К. ГОФФМЕЙСТЕР  
Г. РИХТЕР  
В. ВЕНЦЕЛЬ

# ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Перевод с немецкого  
А.Г. ТОТОЧАВА и Э.И. ЖЕЛВАНОВОЙ

Под редакцией  
Н.Н. САМУСЯ



МОСКВА "НАУКА"  
ГЛАВНАЯ РЕДАКЦИЯ  
ФИЗИКО-МАТЕМАТИЧЕСКОЙ ЛИТЕРАТУРЫ  
1990

ББК 22.66  
Г74  
УДК 524.33

Cuno Hoffmeister  
Gerold Richter  
Wolfgang Wenzel  
Veranderliche Sterne  
Sternwarte Sonneberg  
Mit 70 Bildern und 64 Tabellen  
JOHANN AMBROSIOUS BARTH LEIPZIG 1990

Гоффмейстер К., Рихтер Г., Венцель В. **Переменные звезды**: Пер. с нем. / Под ред. Н.Н. Самуся. — М.: Наука. Гл. ред. физ.-мат. лит. — 1990. — 360 с. — ISBN 5-02-014352-9.

Всесторонне освещается проблема, занимающая постоянно одно из центральных мест в звездной астрономии, — исследование переменных звезд. Рассматриваются все основные типы переменных звезд с особым вниманием к их эволюционному статусу, физическим причинам переменности, связи исследований переменных звезд с проблематикой изучения строения Галактики. Настоящее издание переработано с учетом новейших данных известными специалистами Г. Рихтером и В. Венцелем. Книгу отличает четкое изложение материала и научная строгость.

Для студентов астрономических специальностей и специалистов-астрономов, работающих как непосредственно в области исследования звездной переменности, так и в смежных областях, а также любителей астрономии.

Г 1605060000-116  
053 (02)-90 134-90

ISBN 5-02-014352-9

© Johann Ambrosius Barth,  
Leipzig, 1990  
© "Наука". Физматлит,  
перевод на русский язык,  
1990

## ОГЛАВЛЕНИЕ

Предисловие редактора перевода . . . . .	5
Предисловие к третьему изданию . . . . .	7
Предисловие ко второму изданию . . . . .	7
Из предисловия к первому изданию . . . . .	9
<b>Глава 1. Общие указания . . . . .</b>	<b>12</b>
1.1. Введение и обзор данных . . . . .	12
1.2. Основные понятия . . . . .	15
1.3. Кривые блеска и периоды . . . . .	25
1.4. Юлианские даты — исчисление времени . . . . .	29
1.5. Названия переменных звезд . . . . .	31
<b>Глава 2. Пульсирующие переменные . . . . .</b>	<b>36</b>
2.1. Классические пульсирующие звезды . . . . .	36
2.1.1. История, терминология (36). 2.1.2. Звезды типа $\delta$ Цефея и W Девы (37). 2.1.3. Звезды типа RR Лиры (49). 2.1.4. Звезды типа $\delta$ Цента (59).	
2.2. Медленно меняющиеся пульсирующие звезды . . . . .	65
2.2.1. Мириды (65). 2.2.2. Полуправильные, неправильные переменные и звезды типа RV Тельца (78).	
2.3. Звезды с иерархическими пульсациями . . . . .	83
2.3.1. Звезды типа $\beta$ Цефея (83). 2.3.2. Звезды типа ZZ Кита (86).	
<b>Глава 3. Эруптивные переменные . . . . .</b>	<b>89</b>
3.1. Эруптивные двойные звезды . . . . .	90
3.1.1. Катаклизмические переменные — обзор (90). 3.1.2. Новые (92). 3.1.3. Звезды типа U Близнецов (108). 3.1.4. Звезды типа AM Геркулеса или полярны (118). 3.1.5. Основные параметры катаклизмических переменных и модельные представления о них (120). 3.1.6. Симбиотические звезды (136). 3.1.7. Маломассивные рентгеновские двойные звезды (147). 3.1.8. Массивные рентгеновские двойные (157). 3.1.9. Кратковременные рентгеновские источники (162).	
3.2. Сверхновые . . . . .	163
3.3. Звезды на очень ранних стадиях эволюции . . . . .	175
3.3.1. История (175). 3.3.2. Звезды типа T Тельца и родственные им объекты (176). 3.3.3. Вспыхивающие звезды (195).	
3.4. Горячие переменные с протяженными оболочками . . . . .	199
3.4.1. Переменные сверхгиганты типа S Золотой Рыбы (199). 3.4.2. Звезды типа $\gamma$ Кассиопеи (203). 3.4.3. Переменность ядер планетарных туманностей (206). 3.4.4. Переменность звезд типа Вольфа — Райе (211).	

3.5. Звезды типа R Северной Короны . . . . .	212
3.6. Источники всплесков гамма-излучения . . . . .	217
3.7. Вращающиеся переменные звезды . . . . .	219
3.7.1. Звезды типа ВУ Дракона (219). 3.7.2. Звезды типа RS Гончих Псов (222). 3.7.3. Звезды типа FK Волос Вероники (224). 3.7.4. Звезды типа $\alpha^2$ Гончих Псов (магнитные звезды) (224). 3.7.5. Пульсары (226).	
<b>Глава 4. Затменные переменные звезды . . . . .</b>	<b>229</b>
4.1. Геометрические и физические свойства . . . . .	229
4.1.1. Общие сведения (229). 4.1.2. Геометрические соотношения (230). 4.1.3. Классификация (231). 4.1.4. Анализ кривой блеска (234). 4.1.5. Изменения периодов (236). 4.1.6. Статистика (241).	
4.2. Примеры некоторых примечательных затменных звезд . . . . .	243
4.3. Заключительные замечания об эволюции двойных звезд . . . . .	254
<b>Глава 5. Дополнение к классификации . . . . .</b>	<b>255</b>
5.1. Переменные в звездных скоплениях . . . . .	255
5.1.1. Рассеянные скопления (255). 5.1.2. Шаровые скопления (256).	
5.2. Переменные во внегалактических системах . . . . .	261
5.2.1. Магеллановы Облака (261). 5.2.2. Другие внегалактические системы (265).	
5.3. Активные галактики . . . . .	268
5.3.1. Введение (268). 5.3.2. Сейфертовские галактики и N-галактики (272). 5.3.3. Квазары (273). 5.3.4. Объекты типа BL Ящерицы (275).	
<b>Глава 6. Открытия и классификация переменных звезд . . . . .</b>	<b>276</b>
6.1. Основные понятия . . . . .	276
6.2. Методы и инструменты . . . . .	279
6.3. Теория вероятности открытий . . . . .	283
6.3.1. Определение вероятности открытий на основе методов математической статистики (283). 6.3.2. Определение вероятности открытия по данной кривой блеска (287). 6.3.3. Сравнение теоретических и эмпирических значений вероятности открытия — роль наблюдателя и метода (289).	
6.4. Составление каталогов и предварительное обозначение звезд . . . . .	292
6.5. Классификация переменных звезд . . . . .	295
<b>Глава 7. Роль переменных звезд в изучении строения Галактики и звездной эволюции . . . . .</b>	<b>302</b>
7.1. Методы . . . . .	302
7.2. Результаты . . . . .	304
7.3. Гало Галактики . . . . .	312
7.4. Замечания к проблеме эволюции Галактики . . . . .	315
<b>Глава 8. Краткий обзор методов наблюдений и их организации . . . . .</b>	<b>316</b>
8.1. Наблюдения . . . . .	
8.1.1. Фотометрические наблюдения (316). 8.1.2. Спектральные и другие методы наблюдений (326). 8.1.3. Яркие переменные (327).	
8.2. Организации . . . . .	332
<b>Глава 9. Библиография . . . . .</b>	<b>334</b>
9.1. Краткие сведения о звездных каталогах и картах . . . . .	334
9.2. Обзоры, сборники, справочные статьи . . . . .	337
9.3. Список литературы . . . . .	339

## ПРЕДИСЛОВИЕ РЕДАКТОРА ПЕРЕВОДА

Исследования переменных звезд — область классической астрономии, судьба которой оказалась довольно необычной. Зародившись на рубеже XVI и XVII веков и пережив эпоху бурного расцвета в первой половине XX века в связи с широким распространением астрофотографии, наука о переменных звездах затем, казалось бы, должна была потесниться, уступив место более "модным" областям современной астрофизики. Нередко создается впечатление, что так и случилось на самом деле — все увлечены квазарами, пульсарами, черными дырами. . . Но на проверку оказывается, что большинство объектов, привлекающих пристальное внимание астрофизиков сегодня, — это объекты с переменным оптическим блеском, многие из которых можно с полным правом назвать переменными звездами. И классическая методика исследований изменений блеска позволяет получить важную информацию о физической природе экзотических объектов.

Чтобы исследовать уникальные переменные объекты, надо их выявить. А для этого нужно открыть и изучить сотни и тысячи переменных звезд. Сегодня их известно около пятидесяти тысяч. И самый большой вклад в мировую "копилку" открытий переменных звезд внес знаменитый немецкий астроном, основатель Зоннебергской обсерватории (ГДР) Куно Гоффмейстер (1892—1968) — ему одному принадлежит около 10 000 открытий! Конечно, такому опытному исследователю было о чем рассказать читателям, интересующимся переменными звездами. В 1967 г. Гоффмейстер завершил работу над книгой "Переменные звезды"; эта книга вышла в свет уже после смерти автора, в 1970 г., и оказалась одной из лучших книг о звездной переменности в мировой астрономической литературе. Бурное развитие современной науки внесло много нового и в состояние исследований переменных звезд, и вскоре потребовалось новое издание. Коллеги и ученики К. Гоффмейстера Г. Рихтер и В. Венцель, активные исследователи переменных звезд из Зоннебергской обсерватории, подготовили полностью переработанное издание книги, в котором им удалось и сохранить лучшее из написанного Гоффмейстером, и отразить новейшие достижения, связанные с самыми актуальными разделами астрофизики.

Книга Гоффмейстера, Рихтера и Венцеля несколько необычна по выбору читательской аудитории, к которой она обращена. Она одновременно

является и научной монографией, и научно-популярной книгой. Это не случайно. Сил астрономов-профессионалов никогда не хватило бы на то, чтобы следить за всеми переменными звездами — ведь их, как было сказано, известно уже около 50 000. И еще в XIX веке астрономы обратились к помощи любителей. Вклад любителей в исследования ярких (и не только ярких) переменных звезд очень велик. Специфика этой области астрономии такова, что любителям удается получать результаты, действительно очень ценные для науки. И, конечно, любители астрономии заинтересованы в самой современной и надежной информации о переменных звездах. Популярность в книге Гоффмейстера, Рихтера и Венцеля достигается отнюдь не в ущерб строгой научности, и книга, несомненно, очень полезна и для астрономов-профессионалов.

В СССР исследованиям переменных звезд уделяется большое внимание. В послевоенные годы по решению Международного астрономического союза на астрономов нашей страны возложена ответственность за подготовку и регулярную публикацию каталогов переменных звезд. Активно изучают переменные звезды различных типов на многих советских обсерваториях. К сожалению, вклад любителей астрономии СССР в науку о переменных звездах не так велик, как можно было бы ожидать исходя из внимания к этой области астрономов-профессионалов и из традиций мировой любительской астрономии. Наверное, одной из причин этого является отсутствие на русском языке книги, подобной "Переменным звездам" К. Гоффмейстера, Г. Рихтера и В. Венцеля. Первое издание книги на русский язык не переводилось. Пока велись переговоры о переводе второго издания, Г. Рихтер и В. Венцель подготовили рукопись третьего издания и любезно предоставили ее в наше распоряжение. Это позволило избежать обычно свойственного переводным книгам отставания на несколько лет от самого современного уровня. Перевод осуществили астрономы, сами работающие в области изучения переменных звезд, — сотрудница Астрономического совета АН СССР А.Г. Тоточава (главы 1, 2 и 6–9) и сотрудница Центрального института астрофизики ГДР Э.И. Желванова (главы 3–5).

Выход в свет русского издания книги будет с интересом встречен профессионалами-астрономами и любителями и поможет удовлетворить спрос на литературу о переменных звездах, которой на русском языке в последние годы издавалось очень мало.

*Н.Н. Самусь*

## ПРЕДИСЛОВИЕ К ТРЕТЬЕМУ ИЗДАНИЮ

Основой третьего издания "Переменных звезд" стала наша рукопись, по которой издательство Шпрингер (Springer-Verlag, Berlin — Heidelberg — New York — Tokyo) выпустило английский перевод книги. В новое издание внесены некоторые улучшения и изменения, обусловленные быстрым развитием науки.

Мы благодарим руководство Центрального института астрофизики и коллег — сотрудников Зоннебергской обсерватории, в очередной раз оказавших нам помощь. Особую благодарность мы хотим выразить И. Хойзеле за выполнение фотографий и А. Виклейн за помощь в оформлении рукописи.

Лето 1988 г.

*Г. Рихтер, В. Венцель*

## ПРЕДИСЛОВИЕ КО ВТОРОМУ ИЗДАНИЮ

Предложение о втором издании книги исходило как от читателей, так и от издателей и редакторов первого издания. По счастливой случайности завершение рукописи и написание этих строк совпало с 90-летием со дня рождения Куно Гоффмейстера — автора первого издания; наша работа посвящается его памяти.

Трудности в отборе литературы, о которых писал Куно Гоффмейстер в начале предисловия к первому изданию, испытал не только он в свое время; в еще большей степени они встали перед нами сейчас. Разумеется, резко возросло, не в последнюю очередь благодаря активности Международного астрономического союза, число обобщающих обзоров по отдельным, специальным темам, которые рассматривались на различных симпозиумах и коллоквиумах. Авторы второго издания часто находили нужным обращаться к ним и цитировать их. Несмотря на это, подбор литературы во многих случаях остался субъективным, и довольно часто, иногда намеренно, особое значение придавалось областям собственных исследований и интересов. Мы просим коллег в нашей стране и за рубежом простить нас, если их работы недостаточно или совсем не цитируются, так как мы не пытались добиться полноты.

Книга предназначена тому же кругу читателей, что и первое издание. При чтении первого издания иногда возникает чувство недостаточности объяснения физических основ, что мы и попытались по возможности исправить. Это облегчалось тем, что за время, прошедшее после первого издания книги, многочисленные новые открытия объяснили ряд явлений. В результате практически все разделы оригинала пришлось пересмотреть, добавив сведения о новых типах объектов. В некоторых случаях мы сознательно уделяли несколько большее внимание детальному изложению современных исследований, чем "традиционным" разделам.

Структура книги в той ее части, где речь идет о классификации переменных звезд, построена, как правило, в соответствии с рассмотрением причин, вызывающих изменение блеска. Почти сразу выявилась невозможность применения принципа первого издания (не вполне проведенного, однако, и в нем) использовать стадию эволюции или возраст звезды как направляющую нить. Причина эта имеет астрофизическую природу: похожие физические процессы, например пульсации, могут возникать на совершенно разных эволюционных стадиях звезд, и было бы необходимо многократное повторение, если следовать по этому пути.

Второе издание книги возникло в результате нашей повседневной деятельности в Зоннебергской обсерватории. Мы хотим выразить сердечную благодарность всем коллегам, чей вклад помог нам в решении этой задачи.

Февраль 1982 г.

*Г. Рухтер, В. Венцель*



## ИЗ ПРЕДИСЛОВИЯ К ПЕРВОМУ ИЗДАНИЮ

Всем специалистам хорошо известно, что изменение характера научных публикаций в последние десятилетия поставило перед нами много трудных проблем. Дело не только в том, что количество нуждающегося в освоении нового материала огромно, — а уже это побуждает критиков к едким замечаниям, — но и в том, что увеличившееся перекрытие между областями исследований обязывает нас оперировать гораздо большим материалом, чем это было раньше.

Однако это утверждение не означает, что профессионалы не должны заниматься информированием коллег, работающих в других областях, и мировой общественности. Напротив, появилось много прекрасных работ по широкому кругу проблем, которые, вместе взятые, дали бы ясную картину состояния науки в целом, если бы они перекрывали все области. Однако это не так. Кроме того, такая форма представления не позволяет оценить важность каждого отдельного исследования и связь между различными областями. Статьи Леду и Вальравена в "Справочнике по физике" (1958), а также Байера в справочнике Ландольта-Бёрнштейна (1965) могут рассматриваться как одни из лучших и исчерпывающих обзоров, хотя в обоих случаях часть материала была подготовлена другими авторами.

В главе 1 кратко описано, как достижения в исследовании переменных звезд привели к пониманию того факта, что переменность является не особой, а наоборот, нормальной стадией эволюции звезд, изучение которой дает информацию о возрасте звезд и структуре Галактики. Подход с точки зрения звездной эволюции положен в основу изложения в этой книге, и он может быть отправным пунктом для дальнейших исследований. Укажем на возможность определения статистическими методами продолжительности существования различных неустойчивых состояний звезд и изучения многочисленных связей между принадлежностью их к определенному типу населения и структурой Галактики. Эти возможности сейчас ясны, методика проверяется и частично уже отработана, так что для будущих исследований нужен лишь статистический материал. Вероятно, сейчас мы находимся на ответственном рубеже, когда требуется посмотреть, что же достигнуто в нашей области исследований и какими путями.

Основная цель этой книги — дать обзор не только для специалистов, но и для хорошо подготовленных любителей. Предполагается знание основ

ных законов физики газа, важнейших понятий атомной физики, а также некоторых представлений о сферической тригонометрии и системах координат. Однако в помощь тем читателям, которые не в полном объеме обладают необходимыми знаниями, решено было включить довольно обширный раздел "Основные понятия", содержащий различные сведения о звездах, структуре Галактики и звездной эволюции. Несмотря на краткость описания, это поможет сделать книгу доступной широкому кругу читателей.

Из-за обширной литературы невозможно было избежать подсознательного произвола в подборе источников для цитирования. Поэтому в книгу включен список обзоров, в которых указаны как старые, так и новые публикации, а также многочисленных справочных работ, содержащих списки литературы, зачастую весьма обширные.

Тут, вероятно, самое время рассказать немного о начале моих исследований переменных звезд, особенно о некоторых исторических фактах, которые иначе могут быть легко забыты. Молодой любитель, в 16 лет окончивший школу, я обратил внимание на переменные звезды по совету Филипа Фаута, с которым я консультировался о том, как наилучшим образом использовать мой 52-миллиметровый телескоп. Р. Ленерт, в то время ассистент Андинга в Готе и позже в Бамберге, вскоре дал мне более детальные рекомендации. Он посоветовал наблюдать звезды типа Алголя, и я освоил метод Аргеландера. Важную роль сыграла поездка в Бамберг в июне 1914 г. Э. Циннер, тогда ассистент Хартвига, дал мне программу исследования переменных, открытых в предыдущие годы, но до той поры неизученных. Предусматривалось определение типа звезды и периода. Это задание было успешно выполнено и при наблюдении RT CrB я открыл переменность соседней звезды. Это оказалась быстрая затменная звезда, известная сейчас как RW CrB. Поскольку Циннер, призванный в метеорологическую службу армии, покинул Бамберг в начале Первой мировой войны, я предложил свою помощь профессору Хартвигу и прибыл в Бамберг в апреле 1915 г. Дальнейший период почти в четыре года, до конца 1918 г., стал временем моего настоящего обучения. Хартвиг несколько лет работал в Виннике в Страсбурге, а Виннике работал с Аргеландером в Бонне с 1856 по 1858 гг.

Моей главной задачей в Бамберге была работа для "Истории и литературы по переменным звездам" (Иил). Основная обработка материала велась Г. Мюллером в Потсдаме, а я сравнивал информацию из литературы с карточным каталогом, независимо составляемым в Бамберге, добавлял пропущенные данные и выявлял противоречия. Кроме того, Хартвиг передал мне оригинальные записи наблюдений Виннике для определения лопх и внесения их в Иил.

Работа для Иил была для меня очень полезна. У меня вызывали досаду многочисленные случаи, когда приходилось писать только "тип и период неизвестны", особенно когда это касалось относительно ярких, легко наблюдаемых звезд. Это побудило меня наблюдать такие звезды с помощью 160-миллиметрового кометоискателя, а в некоторых случаях использовать также 260-миллиметровый рефрактор. Для многих из этих объектов я определил тип, а в некоторых случаях и элементы так быстро, что они вошли в первое издание Иил.

Моя работа в Бамберге закончилась в 1918 г. в связи с возвращением Циннера. Готовясь к продолжению коммерческой работы, я позаботился о том, чтобы иметь возможность вести наблюдения в Зоннеберге, купив на доходы от нескольких публикаций некоторые инструменты и пособия для наблюдений. Это было началом основания Зоннебергской обсерватории. Поскольку история ее раннего периода уже описана (Брандт, 1967), этой ссылки здесь будет достаточно.

Но нужно упомянуть об одном важном обстоятельстве. Я продолжал свои исследования переменных звезд во время учебы в Йенском университете (1920—1924), по крайней мере в каникулы, и постепенно пришел к пониманию предмета моих занятий в будущем. До сих пор я ограничивался определением типа и элементов переменных, но теперь возникли вопросы, связанные со статистикой. Какой процент звезд переменен? Как переменные распределены по различным типам? Каково их распределение на небе и в пространстве? Благодаря учрежденному тогда "Совету помощи немецкой науке"<sup>1)</sup> я получил из поместья Мите в Шарлоттенбурге цейсовский триплет 170/1200 мм. В результате испытаний я убедился, что он очень удобен для получения фотографий, необходимых для обнаружения переменных. Я начал фотографирование неба в 1926 г., и в будущем это вылилось в Зоннебергскую программу полей для исследования статистики переменных звезд.

Судьба этой программы с ее успехами и неудачами кратко описана в уже упомянутом историческом обзоре. Многие практические результаты работы описаны в данной книге. Я надеюсь, что многие наблюдатели и исследователи получат такое же удовлетворение, работая в увлекательной области современной астрофизики, как это удалось мне.

Декабрь 1967 г.

*К. Говфмейстер*

---

<sup>1)</sup> Организация, основанная в 1920 г. для финансовой и материальной помощи и поощрения немецких ученых, оказавшихся в трудном положении в связи с общей истощенностью страны к концу Первой мировой войны. (Примеч. пер. англ. издания.)

## ОБЩИЕ УКАЗАНИЯ

### 1.1. ВВЕДЕНИЕ И ОБЗОР ДАННЫХ

Исследование переменных звезд является сравнительно молодой областью астрономии: его научные основы были заложены лишь в середине XIX века. Первые наблюдения переменных относятся к сверхновым 1054, 1572 и 1604 гг., однако сверхновые занимают особое положение, и только в XX веке их стали включать в состав переменных звезд как подгруппу.

**Определение переменности.** Переменной называется звезда, блеск которой меняется. Это определение нуждается, однако, в некоторых пояснениях, так как эту общую формулировку можно применить к любой звезде. С процессом нормального развития звезды за время порядка  $10^6$ – $10^9$  лет связано изменение мощности излучения; кроме того, многие звезды меняют свой блеск на сотые доли звездной величины и, наконец, звезды, известные в общем как постоянные, например Солнце, могут оказаться переменными, если наблюдать их в далеких областях длин волн — в рентгеновском или ультрафиолетовом диапазонах или же на сантиметровых и метровых радиоволнах. Таким образом, определение переменности звезды ограничивается в трех отношениях. Первое — переменность должна быть заметна за время не более нескольких десятилетий, второе — переменность должна проявляться в "оптическом" диапазоне, т.е. в визуальной или фотографической областях, которые можно расширить до ближайшей инфракрасной области, третье — амплитуда переменности должна быть не менее  $0,2 - 0,3^m$ , чтобы ее можно было заметить визуальными или фотографическими методами. Последний пункт требует уточнения: звезды с амплитудами меньше  $0,1^m$  тоже можно считать переменными, но в общем их рассматривают отдельно от звезд с большими амплитудами, так как за немногими исключениями они образуют физически особую группу и доступны только фотозлектрическим наблюдениям.

**Исторический обзор.** Первый этап научного исследования переменных звезд связывают с обращением Ф. Аргеландера к любителям астрономии, опубликованном в ежегоднике Шумахера на 1844 год. Из 133 страниц его статьи 48 посвящено переменным звездам. Аргеландер собрал все, что было известно тогда о переменности звезд, и описал доступный каждому высокоточный метод оценки их блеска, названный позже его именем. Он призвал всех любителей астрономии сотрудничать в этих исследованиях.

Таблица 1

Переменные, известные в 1844 г.

Звезда	Кто и когда открыл переменность	
о Кита (Мира)	Фабрициус (Fabricius)	1596
P Лебеда	Блой (Blaeu)	1600
$\beta$ Персея (Алголь)	Монтанари (Montanari)	1669
$\chi$ Лебеда	Кирх (Kirch)	1687
R Гидры	Маральди (Maraldi)	1704
R Льва	Кох (Koch)	1782
$\eta$ Орла	Пигот (Pigott)	1784
$\beta$ Лиры	Гудрайк (Goodricke)	1784
$\delta$ Цефея	Гудрайк (Goodricke)	1784
$\alpha$ Геркулеса	Гершель У. (Herschel W.)	1795
R Северной Короны	Пигот (Pigott)	1795
R Шита	Пигот (Pigott)	1795
R Девы	Хардинг (Harding)	1809
R Водолея	Хардинг (Harding)	1810
$\epsilon$ Возничего	Фрич (Fritsch)	1821
R Змеи	Хардинг (Harding)	1826
$\eta$ Киля	Бэрчелл (Burchell)	1827
S Змеи	Хардинг (Harding)	1828
R Рака	Шверд (Schwerd)	1829
$\alpha$ Ориона	Гершель Дж. (Herschel J.)	1836

В табл. 1 собраны звезды, уже известные в 1844 г. как переменные.

В список Аргеландера вошли  $\alpha$  Cas и  $\alpha$  Hya — две звезды красного цвета, которые тогда были заподозрены в переменности, но сегодня считаются постоянными. При этом в список Аргеландера не попала R Snc, на переменность которой указал Шверд в своих примечаниях к "Академическим звездным картам" (час VIII). Аргеландер, видимо, просмотрел эту звезду, и в его программу исследований она попала только в 1850 г. К тому же открытие переменности  $\epsilon$  Aur в 1821 г. было не известно Аргеландеру, пока в 1847 г. Хейс не открыл ее снова. Не упомянул он также  $\eta$  Car и P Cyg, вероятно, из-за того, что считал их новыми, так же как Фабрициус, который открыл Миру и принял ее за новую.

Английский перевод части "Обращения" Аргеландера, посвященной переменным звездам, появился в 1912 г. в американском журнале "Popular Astronomy" (Кеннон, 1912). Переводчица Энни Кеннон в своем предисловии отмечала, что число известных переменных во времена Аргеландера (по им же составленному списку) равнялось 18, а к 1912 г. их было около 4000, и переменные звезды наблюдали не только в "Аахене, Бреслау и Бонне", а почти в каждой стране Европы, в большинстве штатов США, в Японии, Южной Америке, Австралии, Египте и Южной Африке. Отсюда можно заключить, что инициатива Аргеландера получила широкое развитие. С другой стороны, развитие фотографии также способствовало быстрому увеличению числа известных переменных. На первое место выдвинулась обсерватория Гарвардского университета (Кембридж,

шт. Массачусетс), где начиная с 1880 г. систематически ведется поиск переменных по фотопластинкам, тем более, что именно в эти годы начала работать кожная станция данной обсерватории в Арекипа, в Перу. Плотные звездные облака южной части Млечного Пути и Магеллановы Облака дали богатый "урожай" новых открытий. Интерес к переменным звездам усилился в связи с развитием астрофизики, в особенности звездной спектроскопии. Это был второй этап в исследовании переменных звезд.

Третий этап в исследовании переменных звезд относится уже к XX веку. Здесь особые успехи были достигнуты в исследовании затменных звезд, физическая природа которых была более понятна, так как основные причины их переменности — оптические и механические (геометрия). Для объяснения природы "физических переменных" к концу прошлого столетия и даже позже не было накоплено никаких данных. Толчком для развития теории явилась книга Эмдена "Газовые шары" (1907), а в следующие десятилетия проблему в новом свете представили работы Эддингтона о внутреннем строении звезд и дальнейшее развитие атомной физики.

Теория пульсаций была предложена Менли (1914) как гипотеза для обсуждения и позднее математически обоснована Эддингтоном (1918). Мы не можем здесь детально проследить всю историю развития теории пульсаций, но нужно упомянуть книгу Шуллера (1923), назвать имена Моултона, Лудендорфа, Ботлингера и Гутника. Возникновение теории пульсаций означало большой шаг вперед. Будущее подтвердило, что она может быть успешно применена для объяснения природы звезд типа  $\delta$  Цефея и родственных им объектов.

Менее удачными были попытки объяснить природу других звезд. Новые звезды характеризуются колоссальным излучением. Но гипотеза, что звезда, двигаясь с большой скоростью сквозь облако межзвездного газа и пыли, может светиться как метеорит в атмосфере Земли, а также предположение, что вспышка новой является результатом столкновения с планетой, в дальнейшем не подтвердились. Эти попытки объяснения были преждевременны, поскольку в то время слишком мало было известно о процессах энерговыделения в звездах, и даже сегодня проблема эволюционного статуса новых и родственных им объектов окончательно не решена.

Четвертый этап развития исследований переменных звезд ознаменовался появлением диаграммы Герцшпрунга — Рассела (см. раздел 1.2), демонстрирующей зависимость типа звезды от различных физических параметров, таких, как температура, плотность, светимость. Вскоре догадались об эволюционном смысле этой диаграммы. Но только обратившись к механизму ядерных процессов как источнику энерговыделения звезд, удалось научно обосновать это предположение. Тот факт, что переменные звезды различных типов занимают разное положение на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, объясняется эволюционным состоянием этих звезд. Новый вывод, имевший фундаментальное значение, состоял в том, что за редким исключением переменные не являются ненормальными звездами, а представляют собой нормальную ступень развития, которую должна пройти каждая звезда при соответствующих начальных условиях. Кроме того, различные типы переменных принадлежат различным областям

Галактики — ядру, диску, спиральным рукавам, гало; и обратно, их наличие или отсутствие может характеризовать каждую часть Галактики как имеющую отличный от других частей возраст. Этот метод подобен тому, которым в геологии по наличию определенных "характерных ископаемых" определяют возраст различных слоев Земли.

Открытие связи между переменностью звезд и процессом звездной эволюции (принадлежностью переменных звезд к имеющим различный возраст составляющим Галактики) придало исследованию переменных звезд особое значение. Целью этих исследований стало решение двух различных задач. Первое — это детальное исследование характерных или по каким-либо причинам достойных внимания объектов, определение их физических характеристик, чтобы, накапливая данные, иметь возможность их интерпретировать. Для многих типов объектов это до сих пор не совсем удалось. Второе — применение статистических методов для изучения строения Галактики в пространстве и его изменений во времени. Но значение этой работы простирается еще дальше, так как на зависимости "период — светимость" для пульсирующих переменных основывается точный метод определения расстояний до галактик Местной группы — Магеллановых Облаков, туманности Андромеды, известной спиральной галактики в Треугольнике (М 33) и других. Если выйти за границы Местной группы, где даже с помощью больших инструментов не различаются отдельные звезды, то и там калибровка расстояний в первую очередь определяется зависимостью "период — светимость", установленной для близких областей.

## 1.2. ОСНОВНЫЕ ПОНЯТИЯ

Что такое звезда? С физической точки зрения звезда является газовым шаром. Легко понять это утверждение, если учесть, что температура поверхности Солнца 5800 К и что при такой температуре все известные нам вещества переходит в газообразное состояние. Во внутренних областях Солнца и звезд температура гораздо выше, чем на поверхности.

К газовому шару можно применять газовые законы и законы излучения. Газовые законы определяют зависимость между давлением, температурой и плотностью. Из наблюдений получают поверхностную температуру, объем, массу и среднюю плотность. Используя газовые законы и некоторые упрощающие предположения, можно рассчитать структуру звезды, т.е. изменение плотности и температуры от поверхности до центра. Энерговыделение происходит в основном в области ядра звезды и приводит к рождению очень коротковолнового излучения. Это излучение медленно диффундирует наружу и в конце концов выходит в пространство с поверхности звезды. При прохождении излучения через газ действуют законы поглощения, благодаря чему можно описать ослабление интенсивности излучения в зависимости от длины волны и преобразование энергии излучения в другие формы энергии. В предположении спокойного энерговыделения звезда находится в состоянии равновесия, т.е. с поверхности излучается ровно столько энергии, сколько выделяется внутри. Нужно отметить, что на каждый элемент объема звезды действуют две противоположающиеся силы: давление газа и излучения стремится расширить звезду,

а гравитация стремится ее сжать. Поскольку эволюционные изменения скорости энерговыделения, за исключением некоторых критических этапов эволюции, происходят очень медленно, звезда может миллиарды лет оставаться в состоянии устойчивого равновесия. Пример тому — Солнце.

Усиление энерговыделения приводит к расширению звезды, а его ослабление — к сжатию, и это продолжается до тех пор, пока баланс между энерговыделением и излучением не будет восстановлен. При этом, как легко понять, меняется и поверхностная температура.

Физическое состояние звезды описывается значением различных параметров: массы, радиуса, средней плотности, светимости, эффективной температуры, спектра, химического состава, средней скорости энерговыделения и ускорения силы тяжести на поверхности. Однако при заданном химическом составе только один из этих параметров, например масса, является независимой переменной, все остальные выводятся из него (теорема Фогта — Рессела). Кроме того, у некоторых звезд играют роль конвекция, вращение и магнитное поле.

**Излучение звезд.** Как известно из физики, газы обычно имеют эмиссионный спектр, как, например, водород, который в видимой области излучает серию линий Бальмера ( $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  и т.д.). Однако для звезд это не так, хотя они являются газовыми телами. Эмиссионный спектр возникает только в том случае, если атомы газа могут колебаться свободно, т.е. когда плотность газа так мала, что атомы практически не сталкиваются. В звездах же, кроме самых внешних слоев, плотность газа так велика, что излучение ведет себя как у твердого или жидкого тела — возникает непрерывный спектр, или континуум. Найдя максимум интенсивности непрерывного спектра или определив по всему ходу интенсивности полную мощность непрерывного излучения, можно определить температуру поверхности звезды, используя закон Планка или закон Стефана — Больцмана. При этом можно получить различные значения в зависимости от метода или использованной спектральной области. О различии между "эффективной", "цветовой" и "яркостной" температурами вы можете узнать из учебника. Важно отметить, что, строго говоря, упомянутые законы справедливы только для черного тела, т.е. для такого тела, которое поглощает все падающее на него излучение. Ни одно естественное тело не удовлетворяет полностью этому условию, но звезды ведут себя так, что понятие "чернотельное излучение" для них вполне приемлемо как первое приближение.

Для нас является существенным, что спектр звезды в основном определяется набором линий поглощения и излучения. Они возникают во внешних слоях атмосферы звезды. Солнечные фраунгоферовы линии формируются в хромосфере или в обрабатываемом слое, который имеет очень малую протяженность по вертикали и во время полного солнечного затмения показывает эмиссионный спектр вспышки. Таким образом, линии поглощения несут информацию о химическом составе звездных атмосфер; к тому же спектр поглощения очень сильно зависит от температуры: чем ниже температура поверхности звезды, тем богаче спектр линиями поглощения.

Даже при температуре Солнца некоторые элементы в хромосфере, например кальций, ионизованы, а химические соединения можно обна-



ружить только в атмосферах красных звезд; так, у долгопериодических переменных наблюдаются полосы поглощения TiO. В глубине звезд вообще нет химических элементов, а есть только газ, состоящий из элементарных частиц (протонов, нейтронов, электронов), а также сформировавшихся из них дейтронов и ядер гелия, квантов излучения, а в некоторых звездах на поздних стадиях эволюции — более тяжелых ядер.

Эмиссионные линии возникают всегда вне звезды и указывают на присутствие протяженных газовых оболочек, свечение которых возбуждается излучением звезды. Эти оболочки очень важны для объяснения различных явлений, встречающихся у переменных звезд. Если у оболочки относительно низкая температура ( $\approx 15000 - 20000$  К), то возникает излучение с низким потенциалом возбуждения — бальмеровская серия водорода и линии нейтрального гелия (HeI). При высокой температуре (50000 К и выше) мы обнаруживаем высоковозбужденный спектр с линиями ионизованного гелия ( $\text{HeII} = \text{He}^+$ ), один или несколько раз ионизованных кислорода, углерода, азота и железа (OII, III, . . . , CII, III, . . . , NII, III, . . . , FeII, III, . . . ) и другими линиями. Если газ очень разрежен, то наряду с "разрешенными" встречаются и так называемые "запрещенные" линии, для обозначения которых используют квадратные скобки (например, "линии [FeII]").

Измерения относительной интенсивности отдельных линий дают возможность установить температуру и плотность излучающего газа.

О других компонентах звездного излучения, таких как корпускулярное и нейтринное, а также далекое ультрафиолетовое и рентгеновское, мы будем говорить только в исключительных случаях.

Наиболее холодные звезды, если не упоминать о нескольких объектах, излучающих практически только в инфракрасном диапазоне, имеют температуру поверхности около 2000 К. (Температуру мы везде указываем по шкале Кельвина, которая отличается от шкалы Цельсия тем, что точка нуля определяется не температурой замерзания воды, а "абсолютным нулем" — 273 °С. Следовательно, выполняется соотношение: температура Кельвина = температура Цельсия + 273 °С. Для высоких температур звезд это различие несущественно.)

Видимый блеск звезд — звездные величины. Уже в древности звезды были классифицированы по своему блеску ("видимому блеску", как его воспринимают земной наблюдатель). Произвольно было введено такое правило: наиболее яркие звезды были поставлены на первое место; звезды послабее, такие, как в Большой Медведице, — на второе. Так получилось пять или шесть групп до предела видимости невооруженным глазом. Используемая сейчас система звездных величин была тщательно согласована Погсоном в 1856 г. с системой старых величин.

Восприятие блеска звезд наблюдателем происходит в соответствии с психофизическим законом Фехнера: глаз чувствует одинаковое различие там, где в действительности существует одинаковое отношение. Это означает, что восприятие изменяется в арифметической прогрессии, в то время, как интенсивность раздражителя меняется по закону геометрической прогрессии. В соответствии с традицией звездная величина в новой системе увеличивается с ослаблением блеска, Погсон обнаружил, что в старой системе звезда величины  $m$  приблизительно в два — три раза ярче,

чем звезда величины  $m + 1$ , и для новой системы он выбрал это отношение постоянным и равным 2,512. Именно такое значение было выбрано потому, что его десятичный логарифм точно равен 0,4. Следовательно, логарифм отношения интенсивностей двух звезд, различающихся на  $n$  величин, равен  $0,4n$ . Общая формула запишется так:

$$I_1/I_2 = 10^{-0,4(m_1 - m_2)},$$

где индексы 1 и 2 относятся соответственно к первой и второй звезде. Различию в 5 звездных величин соответствует отношение интенсивностей в 100 раз, а в 10 величин — в  $10^4$  раз. В силу практических потребностей шкала от первой звездной величины была продолжена в сторону ярких звезд и введены величины 0, -1, -2 и т.д. Звездную величину мы будем обозначать буквой  $m$  (от латинского *magnitudo*).

Для пояснения ответим на вопрос: чему равно отношение видимого блеска Солнца и Сириуса? Солнце имеет видимую звездную величину  $-26,78^m$ , а Сириус —  $(-1,44^m)$ . Значит, Солнце на 25,34 звездной величины ярче Сириуса. Логарифм искомого отношения равен  $25,34 \times 0,4 = 10,136$ . Это соответствует числу  $1,3677 \cdot 10^{10} = 13,677$  млрд.

Источник света силой в одну международную свечу с расстояния в 1120 м имеет такой же блеск, как звезда первой величины.

Значок ] перед значением звездной величины означает "ярче, чем", а значок [ — "слабее, чем". Это удобно, поскольку звездные величины при ослаблении блеска растут, так что значки  $>$  и  $<$  могли бы привести к путанице.

Блеск звезд в различных диапазонах длин волн. Звездные величины, измеренные в различных диапазонах длин волн, могут сильно различаться; это связано с различной чувствительностью приемников излучения. У глаза максимум чувствительности лежит в области 540 нм ( $m_v$ ), а у несенсибилизированной фотопластинки — в области 430 нм ( $m_{pg}$ ). При этом оба значения могут меняться: у фотопластинок вследствие сенсибилизации, которая расширяет спектральный диапазон в область длинных волн, в силу чего повышается общая чувствительность; а у глаза все зависит от индивидуальных особенностей наблюдателя. В целом, красные звезды визуально кажутся более яркими, чем фотографически, а голубые звезды — наоборот. Величины, полученные фотографически с использованием сенсибилизации и фильтра, соответствующего нормальной чувствительности глаза, называются фотовизуальными ( $m_{pv}$ ). Сравнивая снимки, полученные в различных диапазонах спектра, можно легко определить цвет звезды, что для переменных особенно важно.

Болометрическая звездная величина характеризует излучение звезды во всем диапазоне длин волн электромагнитного спектра. Поскольку земная атмосфера прозрачна только для определенных спектральных областей, определение болометрического блеска связано с некоторыми трудностями.

Разность фотографической и визуальной звездных величин,  $m_{pg} - m_v$ , называется международным показателем цвета CI (colour index). Он положителен для желтых и красных звезд и отрицателен для бело-голубых звезд. На практике используют множество различных спектральных интервалов, например U (ультрафиолетовый), В (синий), V (визуальный), G (зеленый), R (красный) и I (ближний инфракрасный). Для определе-

ния цвета звезд и распределения энергии в их спектре на практике особенно часто используют систему UBV и систему RGU. Вслед за диапазоном I в средней и дальней инфракрасной области расположены диапазоны J, K, L, M, N и Q (последний у длины волны 22 мкм).

Абсолютные звездные величины, спектральные классы и классы светимости. В астрофизике особый интерес представляет сравнение звезд по их светимости. Различия по светимости были бы непосредственно наблюдаемыми, если бы звезды находились от нас на одинаковом расстоянии. Но поскольку это не так, мы должны пересчитать видимый блеск звезд на произвольно введенную для этой цели единицу расстояния. Было выбрано стандартное расстояние в 10 пк = 32,6 световых года. Когда мы говорим, что Солнце имеет абсолютную видимую величину  $M_{\odot} = 4,71$ , это означает, что на расстоянии 10 пк Солнце светило бы для нас как звезда 4,71<sup>m</sup>.

Более 99 % всех звезд относится к главной последовательности звездных спектров, обозначаемых рядом заглавных букв O, B, A, F, G, K и M. В сущности это температурная шкала. В начале ее стоят горячие звезды с температурой поверхности 100 000 К и линиями поглощения ионизованного гелия, HeII. Класс В характеризуется линиями нейтрального гелия, HeI, и здесь появляются линии водорода в поглощении (бальмеровская серия), которые господствуют в классе А, но в классе F начинают преобладать линии ионизованного кальция, CaII. Линии металлов, включая железо, появляются в классе G рядом с еще сильными линиями CaII и очень сильно ослабленными линиями водорода. В классе К линии металлов становятся преобладающими. При переходе к классу М появляются молекулярные полосы, например полосы TiO, которые особенно сильны у очень красных звезд класса М.

У этой последовательности есть и ответвления. Для горячих звезд в начале последовательности введены классы Р — планетарные туманности с эмиссионными спектрами, Q — новые звезды, W — звезды типа Вольфа — Райе с широкими эмиссионными линиями. Боковое ответвление холодных звезд представляют собой углеродные звезды класса С (ранее обозначались как R и N), у которых полосы TiO, характерные для класса М, заменены на полосы CN, CO и C<sub>2</sub>. Другим вариантом является класс S с полосами окиси циркония ZrO.

В табл. 2 приведены соотношения между спектральным классом и показателем цвета, начиная с класса F5 — отдельно для последовательностей карликовых (d — dwarf) и гигантских (g — giant) звезд.

Показатель цвета определяется таким образом, что звезда А0 считается одинаково яркой в фотографическом и визуальном диапазонах.

В первом десятилетии XX века было обнаружено, что красные звезды образуют две совершенно разные группы, между которыми нет переходных форм: яркие гиганты с малой плотностью, такие, как  $\alpha$  Ori и  $\alpha$  Sco, и многочисленные слабые звезды с относительно большой плотностью вещества. Это разделение и явилось исходной точкой для Герцшпрунга и Рассела при создании диаграммы, названной их именем. Она показывает следующее: если звезды в виде точек нанести на двумерную диаграмму, где по оси х отложены спектральные классы от В до М и N, а по оси у отложены абсолютные звездные величины (светимость) звезд, то звезды

Таблица 2

Зависимость между спектральным классом и показателем цвета  
(начало таблицы соответствует классу светимости V, а конец — III)

Спектр	CI	B - V	U - B	Спектр	CI	B - V	U - B
B0	-0,21 <sup>m</sup>	-0,30 <sup>m</sup>	-1,08 <sup>m</sup>	dK5	+1,22	+1,15	+1,08
B5	-0,14	-0,18	-0,58	dM0	+1,52	+1,40	+1,23
A0	0,00	-0,02	-0,02	gF5	+0,51	+0,42	+0,07
A5	+0,21	+0,15	+0,09	gG0	+0,77	+0,66	+0,27
F0	+0,38	+0,29	+0,02	gG5	+1,00	+0,81	+0,50
dF5	+0,49	+0,42	-0,01	gK0	+1,23	+0,99	+0,85
dG0	+0,59	+0,58	+0,05	gK5	+1,67	+1,50	+1,80
dG5	+0,74	+0,68	+0,21	gM0	+1,86	+1,54	+1,84
dK0	+0,93	+0,81	+0,48				

не расположатся хаотично, а в основном выстроятся вдоль диагонали от верхнего левого к правому нижнему углу, образовав так называемую главную последовательность. Правее и выше главной последовательности в менее четко очерченной области расположится ветвь гигантов. Третью группу составят немногочисленные звезды, рассеянные выше и ниже главной последовательности и ветви гигантов. Названия этих групп приведены на рис. 1. Вместо спектрального класса можно использовать эффективную температуру или же показатель цвета звезды; в последнем случае получится диаграмма "цвет — светимость".

Поскольку очень яркие и очень слабые звезды могут иметь одинаковую температуру, особенно в случае красных объектов, критерием их истинного размера во многом может служить абсолютная звездная величина (светимость). Поэтому различают классы светимости, обозначая их римскими цифрами после спектрального класса звезды:

Ia, Ib — сверхгиганты,

IIa, IIb — яркие гиганты,

III — нормальные гиганты,

IV — субгиганты,

V — карлики главной последовательности.

Светимость определяется по присутствию и ширине некоторых спектральных линий. В физическом смысле это поток энергии от звезды, который можно выразить в ваттах или в джоулях на секунду. Светимость  $L$  и абсолютная болюметрическая величина  $M$  связаны уравнением

$$L = 3,9 \cdot 10^{26} \cdot 10^{-0,4(M - 4,72)} \text{ Вт.}$$

Расстояния. Существует ошибочное мнение, что астрономы пользуются очень большими, "астрономическими", числами. Эти большие числа возникают только тогда, когда неспециалист пытается выразить космические расстояния в привычных ему единицах, например в километрах. Астрономы следуют обычаю согласовывать единицы измерения с измеряемыми величинами. В Солнечной системе такой единицей является среднее расстояние между Землей и Солнцем, равное  $149,598 \cdot 10^6$  км. Ее называ-

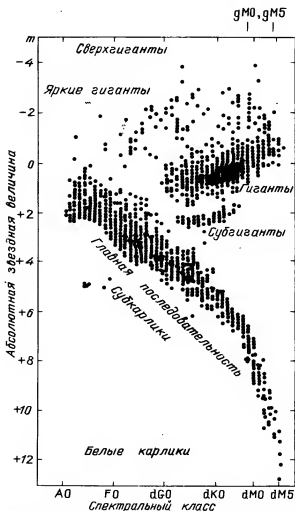


Рис. 1. Историческая диаграмма Герцшпрунга — Рассела (без звезд спектрального класса В), построенная по абсолютным звездным величинам, определенным по спектрам

ют "астрономической единицей" (а.е.). Расстояние Венеры от Солнца равно 0,723 а.е., Юпитера — 5,203 а.е., Сатурна — 9,546 а.е. и Нептуна — 30,09 а.е.

Единицей для межзвездных расстояний является парсек (пк). Это название возникло как аббревиатура для слов — "параллакс" и "секунда". Парсек — это расстояние, соответствующее параллаксу, равному одной секунде дуги; иными словами, это расстояние, с которого радиус земной орбиты виден под углом в  $1''$ .

Кроме того, используют единицу "световой год". Это расстояние, которое свет проходит за год. Скорость света равна 299793 км/с. На за-

нениях и во время популярных лекций нужно постоянно указывать, что световой год, несмотря на свое название, является мерой длины, подобно "часу в пути" или "часу езды".

Между различными единицами расстояния существует следующая связь:

$$1 \text{ пк} = 206\,265 \text{ а.е.} = 3,2617 \text{ св. года},$$

$$1 \text{ св. год} = 63\,239 \text{ а.е.}$$

Для расстояний в нашей Галактике часто используется еще большая единица длины — килопарсек (1 кпк = 1000 пк). Для расстояний в Метагалактике пользуются мегапарсеками: 1 Мпк = 1000 кпк =  $10^6$  пк = 3,26 млн. св. лет.

Существует следующая связь между видимой звездной величиной  $m$ , абсолютной величиной  $M$  и расстоянием  $r$  (в парсеках):

$$m - M = 5 (\lg r - 1) + A.$$

Разность  $m - M$  называют модулем расстояния. Величина  $A$  (выраженная в звездных величинах) учитывает влияние межзвездного поглощения, о котором мы будем говорить ниже.

**Галактика. Звездные населения.** Солнце и его планеты принадлежат к звездной системе, состоящей из 150–200 миллиардов звезд и называемой Галактикой или Млечным Путем. Она имеет форму линзы и подобна спиральным галактикам с богатым звездным ядром и выходящими из него спиральными рукавами. Диаметр Галактики в главной плоскости достигает 30 кпк = 100 000 св. лет. Солнечная система расположена в галактической плоскости на расстоянии примерно 8 кпк от ядра, которое лежит от нас в направлении созвездия Стрельца. Наблюдаемая на небе полоса Млечного Пути хорошо определяет основную плоскость Галактики. Эта система звезд окружена почти сферической оболочкой невысокой плотности — галактическим гало, имеющим диаметр не менее 50 кпк и содержащим, среди прочих, звезды типа RR Лиры и шаровые скопления.

В 1952 г. Бааде ввел понятие о звездных населенностях. Он указал, что в Галактике звездный состав спиральных рукавов (называемый населением I типа) отличается от состава окрестностей ядра, которые видны в ярких облаках Млечного Пути в созвездии Стрельца (население II типа). Молодые звезды населения I типа находятся в спиральных рукавах, а население II типа составляет шаровые скопления, ядро и гало Галактики. Сейчас выделяют и переходные типы. К населению I типа относят все молодые звезды и области, где протекает процесс звездообразования, а к населению II типа относят старые звезды.

Для исследования строения Галактики нужна специальная система координат: галактическая широта  $b$  определяется как угловое расстояние объекта на небесной сфере от центральной линии Млечного Пути (от галактического экватора), а галактическая долгота  $l$  измеряется вдоль галактического экватора от направления на центр Галактики. Так, например, центр созвездия Щита имеет координаты  $l = 23^\circ$ ,  $b = +2^\circ$ . В этой книге мы используем новую систему координат, введенную в 1959 г.

Существует и пространственная система координат, в которой  $R$  указывает расстояние объекта от галактического центра в проекции на плоскость

Галактики, а  $z$  указывает перпендикулярное расстояние от галактической плоскости. Например, для Солнца имеем  $R \approx 8$  кпк,  $z \approx 15$  пк.

**Межзвездное вещество.** Кроме звезд, в Галактике содержится большое количество (около 5 % по массе) газа и пыли. Пыль встречается в светлых отражательных туманностях и в темных облаках, которые можно заметить глазом, но в основном она сосредоточена в спиральных рукавах, что делает нашу систему непрозрачной вдоль галактической плоскости. Ядро также окутано темными облаками и скрыто от нас. Другое большое поле темных облаков лежит в созвездиях Тельца и Ориона. Водород содержится во всем пространстве между звездами, но наибольшую плотность он имеет в спиральных рукавах, где в большинстве случаев он перемешан с облаками пыли. По массе газ и пыль имеют соотношение 99 % к 1 %. Газ содержит около 60 % водорода, 38 % гелия и 2 % более тяжелых элементов (натрий, кальций, железо и др.).

В некоторых областях ограниченного размера регистрируются спектральные линии молекулярных облаков, в которых встречаются соединения, не устойчивые в земных условиях (например, OH).

Газ становится видимым в тех местах, где он возбуждается мощным излучением звезд, в газовых туманностях, таких, как туманность Ориона. Однако лишь около 10 % облаков водорода ионизовано звездным излучением и известно нам как области HII. Нейтральный водород (области HI) излучает в радиодиапазоне на волне 21 см.

Межзвездное вещество, в особенности пыль, которая состоит из очень маленьких твердых частиц, затрудняет работу по изучению распределения звезд вследствие трудностей учета межзвездного поглощения. К тому же ослабление блеска звезд пылевыми облаками зависит от длины волны, так что звезды вследствие этого краснеют. Показатель цвета таких звезд увеличивается по сравнению с тем значением, которое соответствует их спектральному классу, на величину, называемую избытком цвета.

**Эволюция звезд.** С самого начала предполагали, что диаграмма Герцшпрунга—Рессела имеет эволюционный смысл. Согласно Локьеру считалось, что звезды формируются из туманностей и начинают свою жизнь как красные гиганты; становясь вследствие сжатия плотнее и горячее, они движутся к главной последовательности и постепенно гаснут как красные карлики. Таким образом, эволюция происходит в основном вдоль главной последовательности по направлению к холодным карликам. Эти представления и стали причиной того, что спектральные классы холодных звезд называют "поздними", а горячих звезд, от O до A, "ранними". В то время источники энергии звезд еще не были известны. И только развитие атомной физики, в особенности исследование процессов ядерного синтеза, дало возможность глубже взглянуть на возможные пути эволюции звезд.

Надежно определенный по современным данным ход эволюции на диаграмме Герцшпрунга—Рессела противоположен описанному выше. Протозвезда — это гравитационно (т.е. под действием собственной силы тяжести) сжимающийся газопылевой шар, состоящий в основном из водорода. В процессе сжатия потенциальная энергия частично превращается в тепло, т.е. в кинетическую энергию движущихся частиц. При этом внутренности протозвезды сильно нагреваются и, когда температура достигает

10 млн. К, начинаются первые ядерные реакции. Это протон-протонные процессы, в результате которых образуются ядра дейтерия, и протон-гелиевые процессы, когда четыре протона превращаются в одно ядро  $\text{He}^4$ . В обоих случаях малая доля вещества "исчезает", превращаясь в жесткое гамма-излучение, которое, медленно диффундируя из внутренних областей звезды наружу, испытывая многократное поглощение и переизлучение, покидает, наконец, поверхность звезды в виде ультрафиолетового, видимого и теплового излучения. Такие молодые звезды нестабильны, что проявляется в их переменности. Когда стадия сжатия заканчивается, звезда достигает устойчивого положения на главной последовательности. Здесь она может находиться несколько миллионов или даже миллиардов лет, медленно увеличивая свой блеск и передвигаясь поначалу в направлении верхнего левого угла диаграммы Герцшпрунга—Рессела. Скорость эволюции звезды зависит от ее массы.

Новый этап нестабильности наступает, когда в области ядра звезды весь водород уже исчерпан и остается чисто гелиевое ядро. Процесс ядерного энерговыделения при этом прерывается; звезда сжимается и так сильно разогревается, что начинаются новые процессы ядерных слияний, при которых из  $\text{He}^4$  образуется углерод  $\text{C}^{12}$  и частично даже кислород  $\text{O}^{16}$ , высвобождая большое количество энергии. Звезда покидает главную последовательность и превращается в гиганта; при этом иногда она проходит через стадию свободных колебаний (пульсаций). В то время как во внутренних областях звезды протекает гелиево-углеродный процесс, требующий температуры в 100 млн. К, в наружных, богатых водородом областях ядра звезды продолжается водородно-гелиевый процесс. Нужно отметить, что скорость эволюции при этом зависит от начальной массы звезды. Чем массивнее звезда, тем быстрее она эволюционирует, и, если при расчете модели мы увеличим массу звезды от одной до нескольких солнечных масс, то скорость эволюции, особенно на главной последовательности, увеличивается в 100 раз.

До фазы "гелиевой вспышки" модели эволюции звезд просчитываются хорошо, но о ходе дальнейшей эволюции мы знаем очень мало. Конечная фаза эволюции звезды достигается, когда все запасы энергии в ней исчерпаны. Тогда исчезает давление излучения, которое вместе с газовым давлением противодействовало силе тяжести, и одно газовое давление уже не в состоянии противостоять силе тяжести; звезда коллапсирует. Наблюдаемой последней стадией эволюции звезд с массой приблизительно до 1,5 массы Солнца (чандрасекаровский предел) являются белые карлики — звезды, вещество которых почти полностью "вырождено". Частицы такого вещества упакованы столь тесно, что его плотность достигает  $10^5$  г/см<sup>3</sup>. Когда звезда с массой от 1,5 до 3 масс Солнца приближается к концу своей эволюции, она коллапсирует после использования всех запасов ядерной энергии и становится "нейтронной звездой", центральная плотность которой может превышать  $10^{14}$  г/см<sup>3</sup>.

Оба эти конечных продукта звездной эволюции, вероятно, можно обнаружить в "зрелищных двойных звездах".



### 1.3. КРИВЫЕ БЛЕСКА И ПЕРИОДЫ

**Основные понятия.** Переменная звезда называется периодической, если ее блеск, в частности, максимум или минимум ее блеска, повторяется через приблизительно равные промежутки времени. "Приблизительно" означает, что небольшие нерегулярности допускаются. Если же эти отклонения достигают определенной величины, скажем, превышают треть периода, или если кривая блеска изменяется со временем так, что нельзя определить максимумы и минимумы, но позже регулярные колебания восстанавливаются, то такие звезды называют полуправильными. Для эруптивных звезд также используют понятие "циклические". Если не удастся обнаружить периодичность, включая и случаи, когда на кривой блеска видны волны определенной амплитуды, но без регулярной повторяемости, то звезда классифицируется как неправильная переменная. Кривую блеска получают, откладывая наблюдаемые значения блеска в зависимости от момента наблюдения и проводя через эти точки кривую линию. Предполагается при этом, что проделан достаточно обширный ряд наблюдений. Для быстрых правильных переменных можно объединить наблюдения в различных циклах, используя известное значение периода, и получить среднюю кривую блеска. Для этого должна быть вычислена фаза каждого наблюдения, т.е. время, прошедшее с момента последнего минимума или максимума и выраженное в долях периода.

Обычно используются следующие обозначения:  $M_E$  — момент максимума,  $m_E$  — момент минимума, где  $E = 0, 1, 2, \dots$  — номер эпохи,  $P$  — период.

Последующие рассуждения проведены для обработки наблюдений звезд, у которых максимум выражен лучше, чем минимум. В противном случае (например, для затменных звезд) значок "максимум" заменяется на "минимум".

Для вычисления моментов максимума используют следующую формулу:

$$M_E = M_0 + PE,$$

где  $M_0$  — начальный максимум. Индекс  $E$  часто опускается.

Мера асимметрии кривой блеска вычисляется так:

$$\epsilon = (M - m)/P,$$

где  $M - m$  — продолжительность нарастания блеска; эта величина обычно вычисляется только для кривых, по форме близких к синусоиде. Для затменных звезд вместо этого вычисляют  $D$  — продолжительность затмения и  $d$  — продолжительность постоянного блеска в минимуме.

Амплитуда — это разность блеска в максимуме и минимуме.

**Вычисление фазы.** Упомянутая выше фаза  $\varphi$  вычисляется для любого момента времени по формуле

$$\varphi = (t - M_0)/P - E(t).$$

С помощью этой формулы можно вычислить интервал времени (в единицах периода) между моментом наблюдения  $t$  и последним максимумом. Величина  $E(t)$  обозначает номер эпохи. Формула дает возможность привести различные наблюдения к одной эпохе для того, чтобы получить среднюю

кривую блеска. Такая процедура используется для правильных переменных, включая затменные звезды.

Во всех этих вычислениях необходимо пользоваться так называемыми юлианскими днями, счет которых идет непрерывно и время наблюдения в которых выражается в десятичных долях суток с использованием обычно трех знаков после запятой. Подробнее об этом мы расскажем в следующем разделе, который мы рекомендуем прочесть читателям, не знакомым с этим понятием, прежде чем идти дальше.

Если, например, мы хотим вычислить фазу звезды VX Aps типа RR Лиры, которая имеет элементы

$$M = 243\,4239,361 + 0,484578 E,$$

для момента  $t = 243\,4540,550$ , то мы пишем выражение

$$(4540,550 - 4239,361)/0,484578 = 621,5491$$

и получаем отсюда фазу 0,549 (цикла 621; но цикл обычно не указывается). Это выражение для любого момента  $t$  легко вычисляется на электронном калькуляторе, имеющем две ячейки памяти.

**Определение элементов.** Определение элементов периодической переменной, т.е. начального максимума  $M_0$  и периода  $P$ , если есть данные о нескольких наблюдавшихся максимумах или минимумах, можно проделать следующим образом. Нужно записать эту серию данных в колонку, предположительно отмечая их точность, и рядом выписать разности между соседними величинами. Очевидно, эти разности имеют вид  $nP$  ( $n = 1, 2, 3, \dots$ ). Для мирид нередко получаются значения  $n = 1$ , т.е. разность сама является периодом. Для быстропеременных звезд отыскать правильный период сложнее; здесь мы быстрее достигнем цели, если будем исходить из наименьшей разности. Для звезд типа RR Лиры известно, что их периоды в большинстве случаев лежат в интервале  $0,3-0,6^d$ . Далее выбираются две наименьшие, хорошо определенные разности и подбирается такое значение периода, которое представляет их наилучшим образом. Если получается несколько возможных значений, то используются другие разности для отбора и уточнения одного из них. Конечной целью является нахождение наилучшего приближения  $P$ , которое удовлетворяет всему ряду имеющихся наблюдений. За  $M_0$  принимается первое из имеющихся значений максимумов. Таким образом мы получаем предварительную формулу, по которой можно вычислить приближенные значения, близкие к каждой из наблюдавшихся эпох. Вычислив разности "наблюденное минус вычисленное", которые обозначают как  $O - C$  (observed - calculated), строим графическую зависимость между номером эпохи и значением  $O - C$ , которая понадобится нам для дальнейших расчетов. Полученный график называют диаграммой  $O - C$ . Вся процедуру наилучшим образом можно понять на примере табл. 3.

Нужно заметить, что для мирид наблюдательный максимум может быть определен с точностью 10–20 суток; это связано не только с ошибками или неудачным выбором моментов наблюдения, но и с вариациями кривой блеска от цикла к циклу. Пять наблюдаемых разностей позволяют думать, что число эпох, приведенное в третьей колонке таблицы, является верным. Таким образом, правильный период может быть немного длиннее

Таблица 3

Значения  $O-C$  для звезды AU Орн типа Миры Кита

Наблюдавшиеся максимумы	Разности		$E$	$C_1$	$O-C_1$	$C_2$	$O-C_2$
	сутки	эпохи $\lambda$					
241 6631	3292	10	0	6631	0 <sup>d</sup>	6622	+9 <sup>d</sup>
9923	3305	10	10	9931	-8	9934	-11
242 3228	2677	8	20	3231	-3	3246	-18
5905	310	1	28	5871	+34	5896	+9
6215	695	2	29	6201	+14	6227	-12
6910			31	6861	+49	6889	+21

300 суток. Возьмем как первое приближение 330<sup>d</sup> и вычислим даты, приведенные в столбце  $C_1$ . По величинам  $O - C_1$  мы видим, что для лучшего совпадения нужно выбрать начальную эпоху на несколько суток раньше, и увеличить период на один-два суток. Наилучшие значения элементов можно получить путем вычислений, но чаще применяют графический метод, показанный на рис. 2. Прямая линия проводится на глаз так, чтобы отклонение точек от нее было по возможности наименьшим и чтобы количество точек, лежащих выше и ниже линии, было равным. В данном случае прямая проводится не очень уверенно, но это в порядке вещей; кроме того, количество наблюдавшихся максимумов мало. Начальный максимум  $M_0$  должен соответствовать значению  $O - C$ , равному +9<sup>d</sup>, т.е. он приходится на дату 6622. Наклон линии составляет 36 единиц на 31 цикл, т.е. +1,2 единицы на цикл. Это значение и является поправкой к периоду, который, таким образом, равен 331,2<sup>d</sup>. Улучшенные элементы имеют вид

$$M = 241\,6622 + 331,2^d E.$$

Теперь можно вычислить значения  $C_2$  и  $O - C_2$ ; легко убедиться, что последняя величина как раз и есть расстояние точек от прямой.

Гаусс показал, что для наивероятнейшей прямой должно выполняться условие

$$\Sigma [P \cdot (O - C)^2] = \min,$$

т.е. сумма квадратов отклонений должна принимать наименьшее значение. Здесь  $P$  — весовой коэффициент каждой точки. До сих пор мы принимали  $P = 1$ ; но если точности определения моментов максимума различаются, то рекомендуется присваивать наиболее точным значениям вес 2 или 3. Относительную точность наблюдений субъективно оценивает тот, кто производит вычисления.

Безразлично, из какого предварительного значения периода мы исходим, начиная процедуру его уточнения, лишь бы оно лежало достаточно близко к реальному значению. При большом ряде наблюдений обычно используют последний хорошо определенный максимум  $\tilde{M}$  и получают предварительное значение периода в форме

$$P_m = (\tilde{M} - M_0)/\tilde{E}.$$

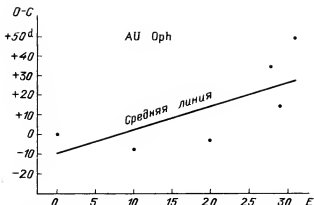


Рис. 2. Пример выравнивания значений (O-C) графическим методом (см. табл. 3)

Описанный здесь графический метод имеет явные преимущества, поскольку он прост для понимания. Однако многие наблюдатели предпочитают вычислять поправки аналитически. Делается это обычно с помощью упомянутого выше метода наименьших квадратов Гаусса. Детально с ним можно ознакомиться по соответствующей литературе. Хорошие электронные калькуляторы имеют программу "линейной регрессии", которую для этого можно использовать.

**Переменные периоды.** Теоретической предпосылкой использования метода наименьших квадратов является предположение, что значения  $O - C$  можно рассматривать как случайные ошибки. Для коротких рядов наблюдений при первичном определении элементов мы обычно можем использовать такое предположение. Но для длинного ряда наблюдений встает вопрос о постоянстве периода. Вариации, наблюдаемые на диаграмме  $O - C$ , могут указывать на то, что наилучшим приближением является не прямая, а кривая линия. Долгое время считалось, что изменения периода имеют циклический характер, и поэтому к линейному уравнению добавляли синусоидальный член:

$$M = M_0 + PE + k \sin(\alpha E + \varphi),$$

где  $k$  — выраженная в сутках полуамплитуда предшествования или запаздывания максимума по сравнению с линейной формулой,  $2\pi/\alpha = P_1$  — период синусоидального члена в единицах  $P$ ,  $\varphi$  — фаза синусоидального члена в эпоху  $E = 0$ .

Если мы потребуем, чтобы  $E$  было целым и монотонно возрастающим, обозначив его через  $E'$ , то для любого момента времени  $T$  получим

$$T = M_0 + PE' + k \sin(\alpha E' + \varphi),$$

а продифференцировав по  $E'$ , получим текущее значение периода  $P'$ :

$$P' = P + k\alpha \cos(\alpha E' + \varphi).$$

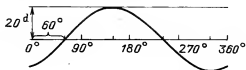
Приведем пример: пусть даны элементы

$$M = M_0 + PE + 20^d \sin(3^\circ E + 300^\circ);$$

тогда период синусоидального цикла  $360/3 = 120$  эпох, т.е. за 120 циклов величина  $P$  проходит через все свои возможные значения. При  $k = 20^d$  и  $\alpha = 2\pi \cdot 3/360 = 0,052358$  (радиан) мы получим  $k\alpha = \pm 1,047^d$  для диапазона изменения периода.

На рис. 3 показано влияние синусоидального члена  $+20^d \sin(3^\circ E + 300^\circ)$  на положение максимума; при этом длина большого цикла составляет  $360^\circ = 120 P$  и угол  $\varphi = 300^\circ$  определяет фазу для эпохи  $E = 0$ .

Рис. 3. Графическое представление синусоидального члена  $20^d \sin(3^\circ E + 300^\circ)$



В последнее время синусоидальный член стали использовать реже, особенно для долгопериодических переменных, поскольку выяснилось, что изменение периодов в большинстве случаев имеет другой вид. Известны случаи монотонного возрастания или убывания периодов. Такие изменения можно учесть, используя дополнительные члены, содержащие различные степени  $E$ :

$$M = M_0 + PE + k_1 E^2 + k_2 E^3,$$

где  $k_1$  и  $k_2$  — положительные или отрицательные коэффициенты, выраженные в сутках.

#### 1.4. ЮЛИАНСКИЕ ДАТЫ — ИСЧИСЛЕНИЕ ВРЕМЕНИ

Из рассмотренных выше примеров ясно, что для проведения вычислений дни должны отсчитываться непрерывно. Возможность для этого дает Юлианское исчисление, введенное в 1581 г. Жозефом Жюстом Скалигером. В астрономических ежегодниках вы найдете специальные таблицы; кроме того, юлианскую дату (JD) легко вычислить, если известна дата января 0 (момента середины последних суток декабря). Например, если требуется вычислить JD для 29 мая 1968 г., то по табл. 4 находим, что 1968 январь 0 = 243 9856 и, прибавляя  $31 + 29 + 31 + 30 + 29$  суток, получим 1968 май 29 = 244 0006. Единица исчисления (сутки) обычно опускается, например в элементах переменных. Табл. 4 дает возможность вычислять JD для ряда ближайших лет; на практике, однако, целесообразно пользоваться приведенными в астрономической литературе или самостоятельно рассчитанными подробными таблицами, содержащими значения на каждый день года.

Важное запомнить, что юлианские сутки начинаются не в полночь, как гражданские, а в полдень и делятся от полудня до полудня по всемирному времени. Это время, иначе называемое универсальным временем (UT), есть среднее солнечное время на нулевом (гринвичском) меридиане<sup>\*</sup>). Исчисление "от полудня до полудня" введено

<sup>\*</sup>) Т.е. московское зимнее время минус 3 часа. (Примеч. пер.)

Таблица 4

Юлианские даты для января 0

1970	244 0587	1992	244 8622
1971	244 0952	1993	244 8988
1972	244 1317	1994	244 9353
1973	244 1683	1995	244 9718
1974	244 2048	1996	245 0083
1975	244 2413	1997	245 0449
1976	244 2778	1998	245 0814
1977	244 3144	1999	245 1179
1978	244 3509	2000	245 1544
1979	244 3874	2001	245 1910
1980	244 4239	2002	245 2275
1981	244 4605	2003	245 2640
1982	244 4970	2004	245 3005
1983	244 5335	2005	245 3371
1984	244 5700	2006	245 3736
1985	244 6066	2007	245 4101
1986	244 6431	2008	245 4466
1987	244 6796	2009	245 4832
1988	244 7161	2010	245 5197
1989	244 7527	2011	245 5562
1990	244 7892	2012	245 5927
1991	244 8257		

для того, чтобы избежать смены даты в момент полночи, когда ведутся астрономические наблюдения. Таким образом, вся ночь целиком относится к одним юлианским суткам, что предотвращает возможную неопределенность. Юлианские сутки начинаются на 12 часов позже, чем соответствующие календарные сутки. 29 мая 1968 г. соответствует JD 244 0006; эти юлианские сутки длятся с 12 часов 29 мая до 12 часов 30 мая 1968 г. (по всемирному времени).

Неподготовленному читателю все это может показаться неоправданным усложнением. Поэтому поясним, зачем это нужно. С давних пор астрономы привыкли, по указанной выше причине, начинать свой день с полудня и, исходя из этого, рассчитывали все ежегодники. Но редакторы ведущего британского Морского ежегодника под давлением Адмиралтейства решили начиная с 1925 г. вести исчисление времени с полуночи. А поскольку для экономии труда производился обмен материалами между издателями различных ежегодников, то и все подобные издания — *American Ephemeris*, *Connaissance des Temps*, *Berliner Astrohomisches Jahrbuch* и т.д. — вынуждены были ввести те же изменения. Лишь для JD по международному соглашению было сделано исключение, поскольку изменение начала JD вызвало бы разрыв в непрерывном счете дней и исказило бы смысл использования такого исчисления.

Время в течение суток указывается в десятичных долях суток и всегда только по всемирному времени. При наблюдении короткопериодических переменных обычно указывают три десятичных знака. Для перевода часов

Таблица 5

Примеры перевода времени в десятичные доли суток

Дата	UT	JD	Дата	UT	JD
1968 май 29	12 <sup>h</sup>	244 0006,000	май 30	0	0006,500
	20	0006,333		1	0006,542
	21	0006,375		2	244 0006,583
	22	0006,417			
	23	0006,458			

и минут в доли суток в ежегодниках имеются специальные таблицы. Примером этого служит табл. 5, которая поможет вам избежать некоторых ошибок.

Для быстропеременных звезд, период которых менее одних суток, целесообразно вносить поправку к моменту времени наблюдения, учитывая конечную скорость света. Предположим, что звезда находится вблизи эклиптики, тогда в противостоянии свет от звезды дойдет до Земли примерно на 8 мин раньше, чем до Солнца, в положении квадратур различия не будет, зато в соединении свет придет к Земле с запаздыванием. Как известно, используя именно этот эффект, Олаф Рёмер определил скорость света по затмениям спутников Юпитера. Учитывая это, наблюдаемые моменты минимумов и максимумов, а еще лучше — каждое индивидуальное наблюдение приводят к положению Солнца. Для этого пользуются световым уравнением, которое зависит от расположения звезды по отношению к эклиптике; оно обращается в нуль для полюсов эклиптики. Формула такова:

$$\text{Световое уравнение} = -0,0057^d R \cos \beta \cos(L - \lambda),$$

где  $R$  — радиус-вектор Земли, который очень незначительно отличается от 1,  $L$  — эклиптическая долгота Солнца,  $\lambda$  и  $\beta$  — эклиптические координаты звезды. Моменты, исправленные с помощью светового уравнения, называют гелиоцентрическими и используют для их обозначения индекс  $\odot$ . Таблицы светового уравнения опубликовал Прагер (1932).

### 1.5. НАЗВАНИЯ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

В современной науке сохранилось деление неба на созвездия, идущее из древности. В начале XVII века И. Байер (1572–1625) обозначил яркие звезды в созвездиях греческими буквами, а если греческих не хватало, то и латинскими. Позднее, в каталогах Гевелия, Флемстида и др. более слабым звездам были присвоены номера; таким образом, на современных картах обозначения звезд имеют самое различное происхождение. Если переменные обозначены буквами Байера, то других названий не требуется; среди них, например,  $\delta$  Цефея,  $\eta$  Киля,  $\alpha$  Геркулеса,  $\beta$  Лиры,  $\alpha$  Ориона,  $\beta$  Персея.

Наступление новой эпохи в деле обозначения связано с большими каталогами, обзорениями неба, появившимися после 1850 г. У нескольких

Таблица 6

Названия созвездий

Латинское название	Родительный падеж	Краткое обозначение	Русское название
Andromeda	Andromedae	And	Андромеда
Antlia	Antliae	Ant	Насос
Apus	Apodis	Aps	Райская Птица
Aquarius	Aquarii	Aqr	Водолей
Aquila	Aquiliae	Aql	Орел
Ara	Arae	Ara	Жертвенник
Aries	Arietis	Ari	Овен
Auriga	Aurigae	Aur	Возничий
Bootes	Bootis	Boo	Волопас
Caelum	Caeli	Cae	Резец
Camelopardalis	Camelopardalis	Cam	Жираф
Cancer	Cancris	Cnc	Рак
Canes Venatici	Canum Venaticorum	CVn	Гонимые Псы
Canis Major	Canis Majoris	CMa	Большой Пес
Canis Minor	Canis Minoris	CMi	Малый Пес
Capricornus	Capricorni	Cap	Козерог
Carina	Carinae	Car	Киль
Cassiopeia	Cassiopeiae	Cas	Кассиопея
Centaurus	Centauri	Cen	Центавр
Cepheus	Cephei	Cep	Цефей
Cetus	Ceti	Cet	Кит
Chamaeleon	Chamaeleontis	Cha	Хамелеон
Circinus	Circini	Cir	Циркуль
Columba	Columbae	Col	Голубь
Coma Berenices	Comae Berenices	Com	Волосы Вероники
Corona Austrina	Coronae Austrinae	CrA	Южная Корона
Corona Borealis	Coronae Borealis	CrB	Северная Корона
Corvus	Corvi	Crv	Ворон
Crater	Crateris	Crt	Чаша
Crux	Crucis	Cru	Южный Крест
Cygnus	Cygni	Cyg	Лебедь
Delphinus	Delphini	Del	Дельфин
Dorado	Doradus	Dor	Золотая Рыба
Draco	Draconis	Dra	Дракон
Equuleus	Equulei	Equ	Малый Конь
Eridanus	Eridani	Eri	Эридан
Fornax	Fornacis	For	Печь
Gemini	Geminorum	Gem	Близнецы
Grus	Gruis	Gru	Журавль
Hercules	Herculis	Her	Геркулес
Horologium	Horologii	Hor	Часы
Hydra	Hydrac	Hya	Гидра
Hydrus	Hydri	Hui	Южная Гидра
Indus	Indi	Ind	Индеец



Латинское название	Родительный падеж	Краткое обозначение	Русское название
Lacerta	Lacertae	Lac	Ящерица
Leo	Leonis	Leo	Лев
Leo Minor	Leonis Minoris	LMi	Малый Лев
Lepus	Leporis	Lep	Заяц
Libra	Librae	Lib	Весы
Lupus	Lupi	Lup	Волк
Lynx	Lyncis	Lyn	Рысь
Lyra	Lyrae	Lyr	Ли́ра
Mensa	Mensae	Men	Соловая Гора
Microscopium	Microscopii	Mic	Микроскоп
Monoceros	Monocerotis	Mon	Едино́рог
Musca	Muscae	Mus	Муха
Norma	Normae	Nor	Наугольни́к
Octans	Octantis	Oct	Окта́нт
Ophiuchus	Ophiuchi	Oph	Змееносе́ц
Orion	Orionis	Ori	Орио́н
Pavo	Pavonis	Pav	Павли́н
Pegasus	Pegasi	Peg	Пе́гас
Perscus	Persci	Per	Персе́я
Phoenix	Phoenicis	Phe	Фе́и́кс
Pictor	Pictoris	Pic	Живописе́ц
Pisces	Piscium	Psc	Ры́бы
Piscis Austrinus	Piscis Austrini	PsA	Ю́жная Ры́ба
Puppis	Puppis	Pup	Корма
Pyxis	Pyxidis	Pyx	Компа́с
Reticulum	Reticuli	Ret	Сетка
Sagitta	Sagittae	Sge	Стрела
Sagittarius	Sagittarii	Sgr	Стрелец
Scorpius	Scorpii	Sco	Скорпио́н
Sculptor	Sculptoris	Scl	Скульпто́р
Scutum	Scuti	Sct	Щи́т
Serpens	Serpentis	Ser	Зме́я
Sextans	Sextantis	Sex	Секста́нт
Taurus	Tauri	Tau	Телец
Telescopium	Telescopii	Tel	Телескоп
Triangulum	Trianguli	Tri	Треугольни́к
Triangulum Australe	Trianguli Australis	TrA	Ю́жный Треугольни́к
Tucana	Tucanae	Tuc	Тука́н
Ursa Major	Ursae Majoris	UMa	Больша́я Медве́дица
Ursa Minor	Ursae Minoris	UMi	Мала́я Медве́дица
Vela	Velorum	Vel	Паруса
Virgo	Virginis	Vir	Де́ва
Volans	Volantis	Vol	Лету́чая Ры́ба
Vulpecula	Vulpeculae	Vul	Лиси́чка

сотен тысяч звезд примерно до  $10^m$  были измерены приближенные значения координат и блеска, и каждой звезде был приписан номер в соответствующей зоне склонения шириной в  $1^\circ$ . Эти каталоги — северное и южное Боннские обозрения, Кордобское обозрение, Кзипское фотографическое обозрение и, наконец, каталог звездных спектров Генри Дрепера, изданный в Гарвардской обсерватории, — имели большое значение для исследования переменных звезд, как мы увидим из изложения методов наблюдений и их обработки. При описании переменной нужно указать, содержится ли она в одном из этих каталогов, но номер звезды по этим каталогам не считают окончательным обозначением звезды.

Составление Боннского обозрения привело к большому числу открытий, что побудило инициатора этой работы Аргеландера ввести новую систему обозначения переменных. Малые буквы и заглавные буквы из начала алфавита к тому времени были уже заняты, а последние заглавные буквы пока не использовались. Поскольку Аргеландер считал переменность редким явлением, он решил, что в каждом созвездии будет открыто не более девяти переменных, и поэтому рекомендовал переменные каждого созвездия обозначать буквами R, S, T, U, V, W, X, Y, Z в сочетании с родительным падежом латинского названия созвездия (табл. 6). Эта система применяется и сегодня. Примеры обозначений — R Aquilae, U Cephei, X Leonis Minoris, или в сокращенной форме R Aql, U Cep, X LMi. Вскоре оказалось, что девяти букв, предложенных Аргеландером, не хватает, поскольку с развитием фотографии число открытий переменных звезд стало быстро возрастать. Тогда воспользовались сочетаниями из двух букв RR, RS, RT, ... до ZZ. Когда эта возможность была исчерпана, начали пользоваться новым рядом сочетаний AA...AZ, BB...BZ, который заканчивается QQ...QZ, поскольку сочетания, начинающиеся с RR, уже заняты. Использование буквы J и инверсий типа BA не допускается. Таким образом, для каждого созвездия имеется 334 буквенных сочетания.

Между тем, голландский астроном Нейланд предложил ввести единую систему обозначений. Переменные звезды в каждом созвездии он предложил обозначить как V1, V2 и т.д. При этом R Aql была бы V1 Aql, а RR стала бы V10. Несмотря на целесообразность этого предложения, были и основания его отвергнуть. Во-первых, буквенные обозначения уже употреблялись в литературе на протяжении десятилетий и, во-вторых, с определенными обозначениями были связаны понятия о типах переменных, таких, как U Gem, SS Cyg, RR Lyr, и их названия вряд ли стоило менять на числа. Но предложению Нейланда была сделана следующая уступка: когда в некоторых созвездиях, в первую очередь в Стрельце, обозначение переменных дошло до QZ и, таким образом, все буквенные сочетания были исчерпаны, следующие переменные обозначили V335, V336 и т.д.; последний номер указывает одновременно и число открытых в созвездии переменных, помимо ярких переменных с особыми обозначениями. В большинстве созвездий Млечного Пути число известных сейчас переменных звезд гораздо больше 334. Вот некоторые примеры самых больших на сегодняшний день номеров переменных: V1376 Aql, V836 Cen, V1815 Cyg, V2204 Oph, V1155 Ori, V951 Sco, V4091 Sgr.

Там, где переменные расположены плотно, особенно в облаках Млечного Пути, необходимо точно учитывать границы созвездий. Немецкое

Астрономическое общество, пользовавшееся до Первой мировой войны признанием как международная организация, в 1867 г. постановило, что все работы, относящиеся к границам созвездий, должны руководствоваться *Uranometria Nova* — атласом, изданным в 1843 г. Аргеландером. Однако с переменными звездами возникли трудности. Во-первых, границы *Uranometria* были не прямыми линиями, и при достаточно малом масштабе бывали сомнительные случаи. Во-вторых, обнаружилось, что различные экземпляры карт не совпадают, поскольку звезды и границы созвездий были отпечатаны с разных медных пластинок. Поэтому Международный астрономический союз решил установить новые границы созвездий, причем эти границы должны совпадать с линиями склонений и прямых восхождений и проходить так, чтобы уже открытые в каждом созвездии переменные звезды по возможности в них же и остались. Для южного полушария первое требование уже было выполнено в публикации Гулда *Uranometria Argentina*, имеющей эпоху равноденствия 1875,0. Нужно было и Северное полушарие привести к этой системе. В результате в 1930 г. в Кембридже вышло "Научное определение границ созвездий" ("Delimination Scientifique des Constellations"), разработанное Дельпортом в Уккле, близ Брюсселя. В этой работе к картам прилагаются таблицы, где все границы следуют по склонениям и прямым восхождениям. Эпоха равноденствия и здесь для единообразия выбрана 1875,0, на что нужно обратить внимание при использовании этой работы.

Несколько отличаются системы обозначений переменных звезд в шаровых скоплениях и в Магеллановых Облаках.

Обозначение по описанной здесь системе присваивается переменной звезде, если надежно установлен факт переменности и кое-что известно о ее типе. До Второй мировой войны редакторы журнала *Astronomische Nachrichten* давали всем вновь открытым переменным предварительные обозначения, состоящие из текущего в данном году номера, самого года и созвездия, например 377.1943 Sge. Независимо от этого некоторые институты, проводившие систематический поиск переменных звезд, употребляли свои системы обозначения, начиная с Гарвардской обсерватории, которая, приступив к этой работе, стала указывать после букв HV текущий номер переменных без обозначения созвездия. После того, как в *Astronomische Nachrichten* перестали публиковать предварительные обозначения и никто не взялся за продолжение этой работы, многие первооткрыватели переменных звезд стали давать свои обозначения наподобие гарвардских. В главе, посвященной открытию переменных звезд, мы еще вернемся к этому вопросу.

## ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ

### 2.1. КЛАССИЧЕСКИЕ ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ

#### 2.1.1. История, терминология

Во введении уже упоминалось, что две первые звезды того типа, с которым мы сейчас познакомимся, были открыты в 1784 г. Пиготтом ( $\eta$ Aql) и Гудрайком ( $\delta$  Cep). В то время невозможно было даже предположить, какую огромную роль в астрономии будут играть переменные данного типа. Довольно быстро было установлено, что их блеск меняется весьма регулярным образом, но только спустя более ста лет открыли, что синхронно с блеском изменяется и лучевая скорость (Белопольский) и эффективная температура (К. Шварцшильд). Хотя еще в 1879 г. Риттер теоретически рассмотрел радиальные пульсации однородной звезды, до появления уже упоминавшихся в вводной главе основополагающих работ *Шепли* (1914) и *Эддингтона* (1918) продержалась довольно искусственная гипотеза двойственности переменных этого типа. Напомним, что знаменитая зависимость период — светимость для звезд типа  $\delta$  Цефея уже была открыта *Ливитт* в 1912 г. Эту зависимость, благодаря которой такие звезды стали удобным и надежным средством определения расстояний до ближайших внегалактических объектов, начали применять раньше, чем появилась основательная теория для ее объяснения.

Заметим, что уже тогда была сделана попытка, правда, безуспешная, объяснить изменения блеска колебаниями формы звезды, т.е. механизмом, который возродился в современной теории нерадиальных пульсаций (раздел 2.3).

К сожалению, не достигнуто единообразие в том, как называть эти звезды. В английской речи\*) часто как общее название для всех типов звезд, рассмотренных в данной главе (раздел 2.1), используют слово "цефенда" с добавлением поясняющих терминов, например цефеиды населения I. Их же называют и "звездами типа  $\delta$  Цефея" или более полно "классическими звездами типа  $\delta$  Цефея". Наблюдатели склонны всегда использовать для классификации название прототипа. В нашей книге мы избегаем термина "цефеиды", так как он применяется также для метеорных потоков.

---

\*) И в русской. (Примеч. ред.)

### 2.1.2. Звезда типа $\delta$ Цефея и W Девы

**Определение, статистика и кривые блеска.** Звезды обеих групп (рис. 4 и 5) характеризуются периодическим изменением блеска с периодами от одних до 70 суток, причем периоды меньше двух и больше 50 суток очень редки. Иногда их называют "долгопериодическими звездами типа  $\delta$  Цефея" в отличие от "короткопериодических" звезд типа RR Лиры (раздел 2.1.3). Амплитуды умеренные, в большинстве случаев между 1 и 2<sup>m</sup>. Малые значения, вплоть до 0,1<sup>m</sup>, встречаются, но очень редко. Среди физических переменных звезд эти четко выделенные типы характеризуются наибольшей стабильностью длины периода и формы кривой блеска. Кроме этого, зависимость период — светимость позволяет, зная период, определять абсолютные звездные величины. Заметим, что определение периода не представляет, в общем, никаких трудностей при наличии достаточного числа должным образом распределенных по времени фотопластинок или иных фотометрических измерений.

Благоприятным обстоятельством является богатство звездами типа  $\delta$  Цефея обоих Магеллановых Облаков. Поскольку это далекие и не очень крупные системы, различные звезды в них можно считать отстоящими от нас на одинаковое расстояние, поэтому для определения абсолютных величин звезд их видимый блеск нужно исправить лишь на модуль расстояния системы, выраженный в звездных величинах ( $m - M$ ). Зависимость период — блеск была обнаружена мисс Ливитт (1912) по 25 звездам Малого Магелланова Облака. По расстояниям некоторых ярких галактических звезд типа  $\delta$  Цефея ( $\delta$  Сер,  $\eta$  Aql и некоторых других — в классической работе Шепли использовалось только 11 звезд) были определены их абсолютные величины и прокалибрована зависимость период — светимость, которую, в принципе, теперь можно было применять для надежного определения расстояний галактических и внегалактических объектов. Правда, калибровка содержала неточности и ошибки. Так, например, в 1952 г. внегалактические расстояния пришлось удвоить, поскольку до тех пор светимости галактических звезд типа  $\delta$  Цефея занижались. Отметим, что Шепли при увязывании лучевых скоростей и собственных движений исходил из среднего значения параллакса для 11 звезд, равного 0,0034", малое значение этой величины указывает на неуверенность ее определения. Позднее в многочисленных работах зависимость период — светимость была

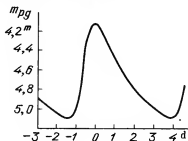


Рис. 4. Кривая блеска  $\delta$  Сер

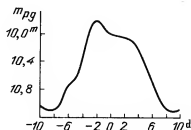


Рис. 5. Кривая блеска W Вир

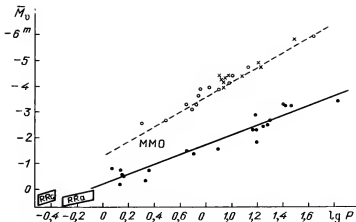


Рис. 6. Зависимость период – светимость для звезд типа  $\delta$  Цефея (вверху) и звезд типа W Девы из шаровых скоплений (внизу): точки – переменные из рассеянных скоплений, крестики – переменные из Большого Магелланова Облака. Штриховая линия представляет зависимость период – светимость для Малого Магелланова Облака, а сплошная линия проведена по средним значениям нижних точек. Для сравнения схематично нанесены на график звезды типа RR Лир из шарового скопления  $\omega$  Центавра. Зависимость построена по данным Диккенса и Керя (1967) и дополнена значениями из столбца СТ табл. 7 (там же приведено определение  $M_0$ )

уточнена (рис. 6); учет дополнительных параметров (химического состава и эффективной температуры) позволил добиться согласия с наблюдениями, точность которых продолжала возрастать. В основополагающих работах Сендиджа и Таммана (например, 1969) для калибровки использовались 13 галактических звезд типа  $\delta$  Цефея, список которых приведен в табл. 7. Они находятся в хорошо исследованных звездных скоплениях и ассоциациях, а также в пылевом облаке с известным расстоянием (SU Cas) (Расин, 1968), поэтому их абсолютные величины можно легко определить. Одной из важнейших является работа Шмидта (1984), результаты которой систематически отличаются от более ранних определений; для сравнения они также приведены в табл. 7. Напротив, Опольский (например, 1985) использует 33 звезды типа  $\delta$  Цефея как индикаторы расстояния рассеянных звездных скоплений и определяет их модули расстояния.

В "Общем каталоге переменных звезд" Кукаркина и др. (1969, 1971, 1974, 1976) содержится 396 звезд, уверенно классифицированных как звезды типа  $\delta$  Цефея. Все они, за малым исключением, входят в нашу Галактику. Исключение составляют, в первую очередь, несколько объектов, расположенных в далеких окрестностях Малого Магелланового Облака (см. Гесснер, 1981a) и физически принадлежащих этой системе. Так как звезды типа  $\delta$  Цефея, типичные представители населения I, расположены на малых расстояниях от плоскости Галактики, то, несмотря на высокую светимость, их обнаружение могут затруднять межзвездные пылевые облака.

Наряду с этой группой "классических" звезд типа  $\delta$  Цефея, принадлежащих типичному населению I, существует другая, отличающаяся по амплитудам, спектральным особенностям и лучевым скоростям. Это звезды типа

Таблица 7

Звезды типа  $\delta$  Цефея, используемые для калибровки светимости

Звезда	Скопление	$P$	$\bar{M}_V$ (СТ)	$\bar{M}_V$ (Ш)
SU Cas	—	1,95 <sup>d</sup>	-2,54 <sup>m</sup>	
EV Sct	NGC 6664	3,09	-2,62	-2,92 <sup>m</sup>
CE Cas b	NGC 7790	4,48	-3,205	-2,77
CF Cas	NGC 7790	4,87	-3,075	-2,65
CE Cas a	NGC 7790	5,14	-3,275	-2,84
UY Per	h, $\chi$ Per	5,36	-3,54	
CV Mon	C 0532 + 323	5,38		-3,0
VY Per	h, $\chi$ Per	5,53	-3,91	
CS Vel	Ru 79	5,90		-2,0
U Sgr	M 25	6,74	-3,93	-3,76
DL Cas	NGC 129	8,00	-3,84	-3,95
S Nor	NGC 6087	9,75	-4,03	-3,75
TW Nor	Ly 6	10,79		-3,1
VX Per	h, $\chi$ Per	10,89	-4,34	
SZ Cas	h, $\chi$ Per	13,62	-4,71	
RS Pup	Pup III	41,38	-5,95	

$\bar{M}_V$  — средняя абсолютная звездная величина, вычисленная путем усреднения интенсивности по кривой блеска. СТ — Сендидж и Тамман (1969), Ш — Шмидт (1984).

W Девы. В литературе их часто называют "цефеидами населения II", хотя давно известно (например, Вулли, 1966; Рихтер, 1967а), что многие звезды типа W Девы принадлежат населению диска. В упомянутом выше каталоге содержится 86 звезд, относящихся к этой группе. Нужно сказать, что для оставшихся 277 случаев (часть из которых отмечена в каталоге знаком вопроса) из-за недостатка соответствующих наблюдений трудно с уверенностью решить, к какой из двух указанных групп они принадлежат.

Для звезд типа W Девы существует иная зависимость период — светимость; она более пологая, чем у звезд типа  $\delta$  Цефея, и их абсолютные светимости в среднем на 1<sup>m</sup> меньше (см. рис. 6). Для ее определения чаще всего привлекают шаровые звездные скопления. Как и в случае звезд типа  $\delta$  Цефея, для звезд типа W Девы вопрос о единстве зависимости период — светимость для различных звездных систем (или скоплений) еще не решен окончательно.

Распределение звезд по значениям периодов дано в табл. 8. Оно построено на основе материала из упомянутого каталога. Аргумент  $P$  дан в пределах примерно от одних до 50 суток, а число звезд в крыльях распределения так мало, что немногочисленные случаи за этими границами не меняют статистики. Для звезд типа  $\delta$  Цефея максимум лежит у  $\lg P = 0,65$ ,  $P = 4,5^d$ , а вторичный максимум у  $\lg P = 1,05$ ,  $P = 11^d$  вблизи места расположения главного максимума для звезд типа W Девы, в то время как вторичный максимум у последних более плоский и лежит при  $P = 2,5^d$ . Наиболее короткопериодической звездой типа  $\delta$  Цефея в нашей Галактике является V 473 Lyr (Брегер, 1981) с  $P = 1,49^d$ , хотя она обладает некото-

рыми особенностями. Среди звезд типа W Девы наименьший период, видимо, имеет DX Del ( $1,09^d$ ); в связи с этим рекомендуем исчерпывающее описание ее фотометрического поведения — формы и переменности кривой блеска (Фурман, 1982). В эту область малых периодов попадают также, например, V 553 Cep (углеродная звезда с  $P = 2,06^d$ ), RT Tr A ( $1,95^d$ ), SU Tau ( $1,58^d$ ) и BL Her ( $1,31^d$ ). Последнюю переменную часто рассматривают как прототип небольшой подгруппы звезд типа W Девы, особенно при упоминании звезд с похожими периодами в шаровых скоплениях (глава 5).

При попытке "фотометрической классификации пульсирующих переменных с периодами между одними и тремя сутками" Дитальм (1981, 1983), основываясь, к сожалению, на материале только по 28 галактическим пульсирующим звездам, выработал следующие фотометрические критерии для названного промежутка периодов:

Звезды типа RR Лиры: гладкая кривая в полосе V, лишь небольшой горб перед началом крутого ( $< 0,26 P$ ) подъема. Амплитуда в фильтре В больше, чем в U.

Звезды типа W Девы: горб на восходящей ветви, примерно за  $0,2 P$  до максимума.

Звезды типа BL Геркулеса: горб на нисходящей ветви, примерно на  $0,25 P (\pm 0,1 P)$  после максимума.

Звезды типа  $\delta$  Цефея: гладкая кривая блеска с постепенным подъемом (продолжительностью  $\approx 0,3 P$ );  $P > 2,3^d$ .

В этом исследовании не рассматривались переменные с приблизительно синусоидальными кривыми блеска (продолжительность восходящей ветви  $\geq 0,4 P$ ), например BP Cir,  $P = 2,40^d$ , амплитуда  $0,33^m$  в фильтре V, подъем блеска за  $\approx 0,43 P$  (см. Кури, 1979), а также звезды с двойными периодами (см. ниже).

Необходимо подчеркнуть, что нужно еще немало поработать, чтобы разобраться с этим интервалом периодов.

Таблица 8

Распределение периодов галактических звезд типа  $\delta$  Цефея и W Девы

$\lg P$	Тип $\delta$ Цефея	Тип W Девы	$\lg P$	Тип $\delta$ Цефея	Тип W Девы
0,05	0	2	1,05	37	18
0,15	2	6	1,15	17	13
0,25	4	3	1,25	13	11
0,35	6	5	1,35	8	9
0,45	52	5	1,45	11	3
0,55	58	2	1,55	4	1
0,65	76	2	1,65	1	0
0,75	52	2	1,70	0	0
0,85	26	2			
0,95	29	2	Всего	396	86

$\lg P$  указывает середину интервала шириной 0,1 в  $\lg P$ ;  $P$  — в сутках



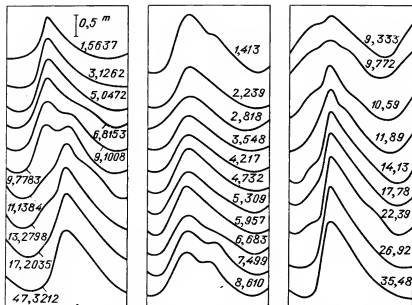


Рис. 7. Зависимость между длиной периода и формой кривой блеска звезд типа  $\delta$  Цефея. Слева — Магеллановы Облака. В середине и справа — Галактика (по Пейн-Гапошкиной)

Амплитуда зависит от периода. Для периодов от двух до трех суток визуальная амплитуда составляет около  $0,5^m$ , фотографическая (фильтр В)  $1,0^m$ ; для  $P = 40 \div 50^d$  амплитуда равна  $1,2^m$  (виз.) и  $1,7^m$  (фот.). В ультрафиолете амплитуды еще больше, для  $\delta$  Сер амплитуда в ультрафиолете превышает визуальную в 3,4 раза.

Еще Герцшпрунг указывал на систематическое поведение кривых блеска звезд типа  $\delta$  Цефея (рис. 7). В области наиболее коротких периодов кривые гладкие. Между  $P = 6,5$  и  $9^d$  на нисходящей ветви часто наблюдается волна, фаза которой уменьшается с увеличением периода. При  $P = 10^d$  горб совпадает с максимумом, а при больших периодах возникает на восходящей ветви. Особенно это касается периодов  $14-15^d$ , когда он виден на нижней части подъема. При  $P > 15^d$  кривая опять становится гладкой. Среди ярких звезд этого типа у  $\eta$  Aql ( $P = 7,177^d$ ) на нисходящей ветви видна заметная волна.

Большой, однородный фотоэлектрический наблюдательный материал в пяти цветах примерно для 150 звезд типа  $\delta$  Цефея получил Пел (1976), который в последующих работах сравнил свои данные с параметрами, полученными по теоретическим моделям.

Кви (1968) изучил кривые блеска всей совокупности звезд типа W Девы. Было найдено широкое распространение волн и горбов, особенно для периодов один-трие суток. Для периодов между 13 и 19 сутками волны и горбы встречаются на нисходящей ветви (рис. 8).

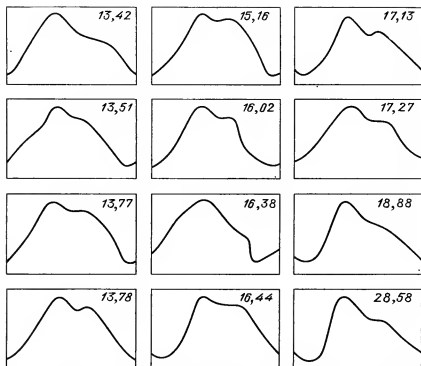


Рис. 8. Кривые блеска двенадцати галактических звезд типа W Девы с различными периодами (по Пейн-Гапошкиной)

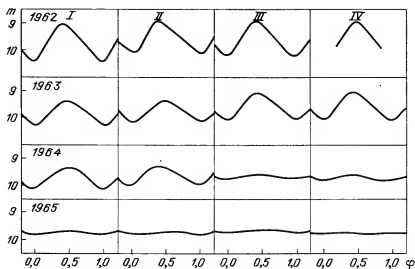


Рис. 9. Средние квартальные кривые блеска звезды RU Cam (Хуг, 1966)

Изменения периодов и формы кривой блеска происходят как у звезд типа  $\delta$  Цефея, так и у звезд типа W Девы.

Совершенно особенной и единственной в своем роде является до сих пор звезда типа W Девы RU Sam с  $P = 22,26^d$ , обратившая на себя внимание астрономов в 1966 г. В начале 1966 г. *Ферри и Демер* (1966) сообщили, что у RU Sam блеск перестал меняться. Обработанные *Хутом* (1966) данные фотографического патруля неба Зоннебергской обсерватории дали удивительный ход кривой блеска, представленный на рис. 9. Кроме того, автор исследовал на большом интервале времени изменения периода, происходившие в промежутке между 22,055 и 22,187<sup>d</sup>. Спектр звезды переменный, K0 в максимуме и R2 в минимуме; итак, это углеродная звезда, и соответствующая спектральная классификация дает CO<sub>1</sub> — C3<sub>2</sub>e. Наличие углерода на поверхности таких старых звезд, во внутренних областях которых часть гелия превратилась в углерод, можно объяснить потерей массы из внешних слоев звезды. Временное прекращение пульсаций (амплитуда с 1967 г. вновь растет) до сих пор остается загадкой. По данным *Уоллерстейна и Крэмптона* (1967) прекращались и изменения лучевой скорости.

Недавно *Дизи и Вейман* (1985) выполнили большую работу по статистической обработке изменений периодов классических звезд типа  $\delta$  Цефея в Магеллановых Облаках. Они исследовали 115 переменных и нашли, что приблизительно у 40% из них периоды меняются. Примерно у половины периодов изменения не равномерны во времени. Вековые эволюционные эффекты, а также эффект светового уравнивания (членство звезды типа  $\delta$  Цефея в двойной системе), в основном, исключены (раздел 1.4). Напротив, вероятная интерпретация данных состоит "в малых атмосферных изменениях, вызывающих накапливающиеся отклонения фаз, или в малых изменениях светимости, приводящих к случайным изменениям периода". Сходство со звездами типа RR Лиры (раздел 2.1.3) и даже с меридами (раздел 2.2.1) очевидно. Это можно считать, видимо, только феноменологическим описанием, так как мало что можно сказать о действительных физических причинах; кроме того, могут существовать различия в условиях между Магеллановыми Облаками и другими областями.

В отличие от только что рассмотренных, по большей части неправильных, изменений периода дальше мы будем говорить о весьма правильных колебаниях формы кривой блеска.

**Пульсирующие звезды с двойным периодом.** Вероятно, *Остерхоф* (1957) впервые обнаружил среди звезд типа  $\delta$  Цефея группу с ненормально большим разбросом точек на фотозлектрической кривой блеска. Анализ показал, что наблюдения можно объяснить наложением двух колебаний. Если  $P_0$  и  $P_1$  — значения периодов обоих колебаний ( $P_0 > P_1$ ), то возникает биение, период которого  $P_b$  (по-английски "beat period") можно вычислить из уравнения

$$1/P_1 - 1/P_0 = 1/P_b.$$

В табл. 9 приведены типичные случаи, заимствованные из сводки *Фолкнера* (1977). Число их в последнее время заметно не увеличилось, несмотря на целенаправленный поиск (см., например, *Баррел*, 1982). Мы добавили еще CO Aur, которую как якобы полуправильную звезду (раздел 2.2.2)

Таблица 9

Мультипериодические звезды типа  $\delta$  Цефея и RR Лиры

Звезда	$P_0$	$P_1$	$P_1/P_0$	
CO Aur	2,47 <sup>d</sup>	1,7830 <sup>d</sup>	0,72	$P_2 = 1,4277^d$
Y Car	3,6398	2,559	0,703	
GZ Car	4,1588	2,933	0,705	
TU Cas	2,1303	1,5183	0,710	
UZ Cen	3,3344	2,355	0,706	
BK Cen	3,1739	2,2366	0,705	
VX Pup	3,0117	2,136	0,709	
V 367 Sct	6,2930	4,3849	0,697	
BQ Ser	4,2707	3,012	0,705	
U TrA	2,5684	1,8248	0,710	
AP Vel	3,1278	2,1993	0,703	$P_2 = 0,4211$
AX Vel	3,6731	2,5928	0,706	
AC And	0,7112	0,5251	0,738	
AQ Leo	0,5497	0,4101	0,746	

иногда наблюдали и любители. Согласно *Мантегацце* (1983), она является звездой типа  $\delta$  Цефея, пульсирующей в первом и втором оберitone. Это подтвердили *Фурман* и др. (1984), которые нашли указания на наличие основного тона. Для сравнения мы добавили две хорошо исследованные звезды типа RR Лиры с кратными периодами — AC And (*Фич* и *Сейдл*, 1976) и AQ Leo (*Ержикевич* и *Венцель*, 1977).

Механизм наложения периодов можно объяснить на упрощенном примере. Предположим, что основной период  $P_0 = 3,000^d$ , на него наложен период  $P_1$ , который на 1% короче, т.е.  $2,970^d$ . Пусть в эпоху 0 максимумы обоих периодов совпадают, что дает суммарную кривую с крутым подъемом и спуском. В каждом следующем цикле максимум периода  $P_0$  наступает на  $0,03^d$  позже по отношению к максимуму  $P_1$ , т.е. через 49,5 циклов периода  $P_0$ , или через  $148,5^d$  минимум  $P_0$  совпадает с максимумом  $P_1$  (в предположении симметричных кривых блеска), а через следующие  $148,5^d$  ситуация эпохи 0 повторится. Таким образом, наблюдаемый период биений, или период наложения, составляет  $P = 297^d$ . То же самое можно получить из приведенной выше формулы.

В действительности, как видно из табл. 9, ситуация не столь проста. Различия представленных периодов равны 25–30%, а период наложения составляет всего несколько суток и не равен целому числу. Особенно важно, что детальный анализ кривой блеска указывает на нелинейное взаимодействие обоих периодов. Это хорошо проявляется у двух упомянутых выше звезд типа RR Лиры и, например, у U TrA (*Остерхоф*, 1957) и выражается в том, что возникают дополнительные периоды, вычисляемые по формуле

$$1/P_{ij} = i/P_0 + j/P_1 \quad (i, j - \text{целые числа}).$$

Например, у AQ Leo существует среди прочих периодов и такой, для

которого  $i = j = 1$ , т.е.  $P_{11} = 0,2348^d$ . Этот вопрос обсуждается и в разделе 2.1.3, посвященном звездам типа RR Лиры.

Модельные расчеты показывают, что  $P_0$  и  $P_1$  с большой вероятностью могут быть отождествлены с основным тоном и первым обертоном радиальных пульсаций; наблюдаемое отношение  $P_1/P_0$  почти точно совпадает с теоретической величиной.

Значение звезд типа  $\delta$  Цефея с двойными периодами состоит в том, что на основе теоретических рассуждений можно получить массы и радиусы данных звезд, зная только оба периода (Петерсен, 1973). Отношение  $P_1/P_0$  определяет также пульсационную постоянную  $Q$  и, таким образом, плотность звезды (Фич, 1970). Подробнее об этом можно узнать из указанных публикаций, где можно найти и другие литературные ссылки. Получаемые массы (0,7–1,7 масс Солнца) и радиусы (14–23 радиуса Солнца) не согласуются с величинами, принимаемыми для нормальных звезд типа  $\delta$  Цефея с похожими периодами ( $4,5 M_\odot$  и  $30 R_\odot$ ). Причина этого расхождения масс (его подробно обсуждает, например, Строби, 1980, см. также приведенные там ссылки) не ясна. Возможно, недавно обнаруженная (Балона, 1983) двойственность  $\gamma$  Cas (см. табл. 9) приведет к независимому определению масс данных объектов.

По поводу эволюционной стадии этих объектов, именуемых также двумодальными звездами, существуют две точки зрения. Стеллингверф (1975) допускает, что может существовать стабильная пульсация при наличии двух одновременно возбужденных мод колебаний, в то время как Фич (1970) в упомянутой выше работе считает, что объекты находятся в стадии быстрого перехода с основного тона на первый обертон. Только будущие наблюдения могут внести ясность в этот вопрос.

**Основные характеристики.** Звезды типа  $\delta$  Цефея — сверхгиганты, в основном, класса светимости Ib; на диаграмме Герцшпрунга—Рессела они занимают узкую, круто уходящую вверх и наклоненную немного вправо полосу. Полоса ограничена значениями абсолютной величины примерно от  $M_v = -2$  до  $-6^m$  и спектральными классами от F5 до K0. Более продолжительные периоды имеют звезды более поздних спектральных классов с большими показателями цвета. Спектр и цвет объекта различаются не только от звезды к звезде в зависимости от периода, но и сильно меняются у одной звезды на разных фазах. Звезда краснеет во время ослабления блеска. В результате, как уже говорилось выше, амплитуда в фотографической области в большинстве случаев гораздо больше, чем в визуальной. В табл. 10 приведены некоторые примеры изменения спектрального класса.

Таблица 10

Изменение спектрального класса у некоторых звезд типа  $\delta$  Цефея

Звезда	Период	Спектральный класс	Звезда	Период	Спектральный класс
SU Cas	1,94 <sup>d</sup>	F5–F7	$\zeta$ Gem	10,15	F7–G3
$\delta$ Cep	5,37	F5–G2	X Cyg	16,38	F7–G8
$\eta$ Aql	7,18	F6,5–G2	T Mon	27,01	F7–K1

Таблица 11

Изменение радиуса у пульсирующих звезд

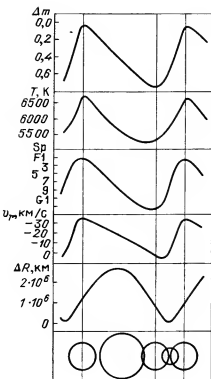
Звезда	Период	$R_{\max}/R_{\min}$	Звезда	Период	$R_{\max}/R_{\min}$
RR Lyr	0,57 <sup>d</sup>	1,072	$\eta$ Aql	7,18	1,091
T Vul	4,44	1,152	$\xi$ Gem	10,15	1,085
$\delta$ Cep	5,37	1,119			

Средние радиусы звезд типа  $\delta$  Цефея заключены в пределах  $5 \cdot 10^6 - 100 \cdot 10^6$  км, т.е. от порядка 10 до 150 радиусов Солнца. Если бы на месте Солнца находилась одна из самых больших звезд этого типа, она достигала бы орбиты Венеры. Как и можно ожидать, средние радиусы звезд тесно связаны с периодами соотношением  $R = 4 \cdot 10^6 P$  (единицы — километры и сутки). Для большинства ярких звезд типа  $\delta$  Цефея наряду с кривыми блеска получены и кривые лучевых скоростей. Интегрируя кривую лучевых скоростей, получают кривую изменения радиуса  $\Delta R$  в линейной шкале, где  $\Delta R = R - R_{\min}$ . С другой стороны, из спектральных наблюдений можно получить изменение эффективной температуры и по закону Стефана—Больцмана определить поверхностную яркость, которая с учетом видимого блеска дает кривую изменений радиуса в форме  $R/R_{\min}$ . Из комбинации обеих кривых легко получить значение радиуса, которое с учетом температуры дает значение светимости, не зависящее от расстояния, видимого блеска и межзвездного поглощения. Основанные на этом методе работы сначала по проверке пульсационной гипотезы, а затем по определению подчиняющихся упомянутым соотношениям физических характеристик звезд связаны с именами Бааде, Боттлингера, Бекера, Ван Хофа и Весселинка. В табл. 11 приведены некоторые значения наибольшего изменения радиуса звезд типа  $\delta$  Цефея (в таблицу включена и RR Lyr). Индексы max и min обозначают предельные значения радиусов. Можно заметить, что радиус (и диаметр) звезды в фазе максимального расширения примерно на 10% больше, чем в стадии наибольшего сжатия.

На рис. 10 в несколько схематичной форме представлены изменения некоторых характеристик звезд типа  $\delta$  Цефея в зависимости от фазы. Кривые изменения блеска и лучевых скоростей данных звезд являются почти зеркальным отображением друг друга. Лишь моменты возникновения вторичной волны на обеих кривых могут иметь систематическое различие до одних суток, что теоретически вполне объяснимо.

Нужно отметить, что изменение блеска пульсирующей звезды обусловлено двумя противодействующими эффектами. В стадии наибольшего сжатия видимая поверхность при изменении радиуса на 10% уменьшается в отношении 0,81:1. При постоянной температуре интенсивность при этом уменьшилась бы на 19%. Между тем по газовым законам сжатие вызывает увеличение температуры и это более чем компенсирует уменьшение площади поверхности, так как по закону Стефана—Больцмана общее излучение (мощность излучения, болометрическая светимость) пропорционально четвертой степени абсолютной температуры. При этом можно ожидать, что максимум блеска будет в фазе наибольшего сжатия, т.е. минимума ра-

Рис. 10. Изменения во времени некоторых характеристик звезды  $\delta$  Сеп (сверху вниз: светимость, эффективная температура, спектральный класс, лучевая скорость, радиус, площадь поверхности звезды)



диуса. Но наблюдается это не всегда, во многих случаях максимум блеска наступает примерно на 0,13  $P$  позже, чем предсказывает простая теория, и соответствует, как упоминалось выше, наибольшей скорости сжатия. Делались попытки, используя различные теоретические методы, решить проблему "запаздывания фазы"; впрочем, для теоретиков она не представляется значительной.

Массы звезд типа  $\delta$  Цефея в зависимости от периода заключены в пределах от 3 до 16 масс Солнца. Порядок величины хорошо установлен по расчетам теоретических моделей, но различные методы дают массы, которые могут различаться в три раза. Независимое, прямое определение массы было проведено

для ВМ Cas — затменной системы, один компонент у которой пульсирует. Согласно Тиссену (1956), система состоит из сверхгиганта спектрального класса A5 с абсолютной величиной  $-8,4^m$ , принадлежащего, таким образом, к числу звезд с наивысшей известной светимостью, и звезды типа  $\delta$  Цефея с  $P = 27^d$ ,  $M_{\text{bol}} = -6,0^m$ . Для последней получилось значение массы, равное 14,3 масс Солнца. Эта величина не согласуется с периодом и ей нельзя придавать большого значения, так как до сих пор не известно, является ли ВМ Cas характерной звездой типа  $\delta$  Цефея без каких-либо аномалий.

Массы звезд типа W Девы существенно меньше и составляют примерно 0,55 массы Солнца (Бём-Витензе и др., 1974).

**Возникновение пульсаций, эволюционная стадия.** Известно, что в основном пульсируют внешние слои звезды. Причина пульсаций была выяснена только в 1960 г. после предварительных важнейших работ ряда авторов (Эддингтон, Жевакин, Росселанд). Все оказалось иначе, чем думали вначале, предполагая, что однажды возникшая пульсация будет управлять источниками энергии в глубоких областях звезды — хорошо известно, что ядерные процессы очень чувствительны к температуре. Напротив, пульсация поддерживается благодаря условиям поглощения во внешних слоях. Процесс называют каппа-механизмом (по греческой букве  $\kappa$ , которой обозначают величину поглощения излучения, идущего из недр звезды). Наглядно

описывают этот процесс *Киппенхан* и *Вайгерт* (1964, 1965). Источником возбуждения пульсаций является, в основном, дважды ионизованный гелий в зоне, находящейся на глубине в несколько сот тысяч километров под поверхностью звезды. Чем дальше в глубь этой зоны, тем выше температура, в соответствии с этим тем сильнее ионизован гелий, и, наконец, он ионизируется полностью. При небольшом сжатии, которое всегда может возникнуть в виде слабого возмущения, т.е. при повышении давления и температуры, в зоне увеличивается поглощение излучения. Эта добавочная энергия компенсирует обычную потерю тепла в стабильных звездах, и расширение втянутых в процесс газовых слоев выносит их наружу за первоначальное положение. Это расширение порождает, в свою очередь, процесс, противоположный описанному выше, что приводит к возникновению незатухающих колебаний, существующих до тех пор, пока в ходе эволюции звезды сохраняются размеры и свойства упомянутых зон возбуждения. Существуют критерии, по которым можно судить, является ли данная теоретическая модель звезды пульсирующей переменной или нет.

На основе большого ряда работ по модельным расчетам хорошо выяснена стадия звезд типа  $\delta$  Цефея, а с недавних пор и звезд типа W Девы и RR Лиры. Это объекты, в центре которых водород полностью превратился в гелий. Существуют различные мнения о том, насколько процесс перехода  $\text{He} - \text{C}$  уже обогатил углеродом центральные области звезды. *Гофмейстер* и др. (1964) исходили из предположения, что выделение энергии происходит, в основном, во внешних областях "выгоревшего" C-ядра за счет дальнейшего преобразования гелия. В своих классических работах, посвященных объектам с массой, равной семи солнечным, данные авторы открыли неоднократные переходы от постепенного эволюционного расширения к сжатию. Эти изменения сейчас уже хорошо исследованы и проявляются на диаграмме Гершпрунга-Рессела как многократные движения вперед и назад по эволюционному треку. С тех пор многие авторы, в их числе Демарк, Ибен и Пачинский, проводили подобные эволюционные вычисления для других масс звезд, и оказалось, что звезды близких масс в довольно широкой области ведут себя одинаково. В теоретическом обзоре *Ибена* (1974) указано, однако, что звезды типа  $\delta$  Цефея, несомненно, являются объектами с высвобождением энергии внутри существующего еще гелиевого ядра. Все вычисления показывают, в хорошем согласии с наблюдениями, что на этой эволюционной стадии возникает тенденция к пульсации и звезда попадает в полосу неустойчивости диаграммы Гершпрунга-Рессела. Массивные звезды (звезды типа  $\delta$  Цефея) достигают этой области значительно раньше и располагаются несколько в ином месте, чем объекты с массой меньше солнечной (звезды типа W Девы и RR Лиры). Положение голубой границы (blue edge) полосы может определяться содержанием гелия во внешних областях и массой находящихся в полосе звезд. Красная граница определяется, вероятно, возникающей за ее пределами конвекцией, которая подавляет механизм возникновения пульсаций (*Ибен*, 1974). Отметим мимоходом, что в этой полосе находятся и постоянные звезды (*Шмидт*, 1972). *Кокс* и др. (1973) попытались объяснить это следствием дефицита гелия в тех внутренних областях звезды, где обычно находятся зоны ионизации гелия.



Между периодом и средней плотностью  $\bar{\rho}$  существует соотношение  $P = \sqrt{\bar{\rho}/\rho_{\odot}} = \text{const} = Q$ .

В зависимости от модели звезды пульсационная постоянная  $Q$  в предположении, что пульсация происходит на основной моде, принимает значения около 0,03. Последнее предположение может не выполняться для упомянутых выше звезд, имеющих синусоидальные кривые блеска (синусоидальные переменные), которые, как иногда считают, пульсируют в первом обертоне (Пел и Люб, 1978).

### 2.1.3. Звезды типа RR Лиры

**Определение и статистика.** Звезды типа RR Лиры отличаются от звезд типа  $\delta$  Цефея в основном своими короткими периодами, принадлежностью к сферической составляющей, т.е. своим расположением в звездной системе, местом среди звезд на диаграмме Герцшпрунга–Рессела и эволюционной стадией. В обзорных статьях их часто рассматривают вместе со звездами типа W Девы. Отличительной чертой звезд типа RR Лиры является то, что они часто встречаются в шаровых звездных скоплениях, поэтому их иногда называют переменными типа скоплений (cluster type variables). Нижняя граница периодов лежит около  $0,2^d$  — это граница со звездами типа  $\delta$  Щита, а верхняя вблизи  $1,0^d$  на переходе к звездам типа  $\delta$  Цефея и W Девы. Особенно хорошо определяется верхняя граница по глубокому

Таблица 12

Распределение периодов у звезд типа RR Лиры

Период	Доля, %		
	Звезды поля	Звезды шаровых скоплений	
		группы А	группы В
0,225 <sup>d</sup>	0,8	1,5	0,4
0,275	2,3	5,8	3,2
0,325	4,6	7,7	8,5
0,375	5,6	3,1	27,6
0,425	8,5	5,4	6,8
0,475	19,4	20,0	1,4
0,525	19,6	23,8	3,2
0,575	18,1	17,6	13,1
0,625	11,5	9,6	19,0
0,675	5,7	3,8	9,0
0,725	2,5	1,0	5,9
0,775	0,8	0,4	0,9
0,825	0,3	0,2	0,8
0,875	0,3	0,1	0,2
	100,0	100,0	100,0

В первом столбце указана середина соответствующего интервала периода.

минимуму в распределении периодов. В разрыве периодов между 0,9 и 2,2<sup>d</sup> можно обнаружить всего несколько звезд; некоторые из них обсуждаются в разделе 2.1.2, касающемся звезд типа  $\delta$  Цефея и W Девы. Дитцльм (1981, 1983) считает UX Nor ( $P = 2,4^d$ ) звездой типа RR Лиры с самым длинным периодом.

Распределение периодов в диапазоне возможных значений дано в табл. 12 (по Кукаркину, 1975). А и В обозначают шаровые скопления со средним и очень малым содержанием металлов в звездах, принадлежащих скоплению. Скопления с высоким содержанием металлов не имеют в своем составе звезд типа RR Лиры. Табл. 12 показывает, что распределения периодов в поле Галактики и в шаровых скоплениях с различным содержанием металлов имеют довольно характерные отличия. Это свидетельствует о том, что звезды типа RR Лиры, несмотря на феноменологическую однородность их переменности, составляют не совсем однородную группу и, возможно, обязаны своим происхождением нескольким различным космогоническим процессам. То же самое проявляется и по некоторым другим параметрам, на которых мы не будем останавливаться. Узнать о них можно из литературы, например из уже упомянутого обзора Кукаркина и ряда работ Сендиджа (например, 1981).

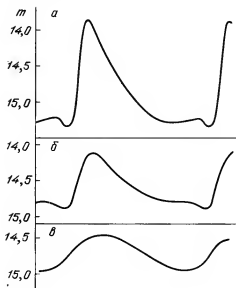
По кривой блеска легко разделить различные подтипы. Бейли делит звезды на три подтипа: а, b, с, кривые блеска которых представлены на рис. 11. Их средние периоды также различаются и равны для а 0,48<sup>d</sup>, для b — 0,58<sup>d</sup> и для с — 0,32<sup>d</sup>. Между а и b существует непрерывный переход, поэтому часто принадлежность к той или иной подгруппе весьма сомнительна. Кроме того, кривые типа а встречаются почти в четыре раза чаще. Поэтому сейчас различаются только два типа, RRab и RRc. В галактическом поле звезды, принадлежащие надежно выделяемой подгруппе RRc, составляют менее 10 % всех случаев. Напротив, в бедных металлам шаро-

вых скоплениях переменные с периодами 0,3 и 0,4 суток хорошо представлены и дают высокий пик на кривой распределения.

Существует много хороших рядов наблюдений звезд типа RR Лиры, примером чего может служить работа Люба (1977). Здесь автор приводит однородные фотозлектрические кривые блеска 90 звезд в шести полосах, т.е. материал, пригодный для всесторонней обработки.

Каталог Кукаркина и др. (1969, 1971, 1974, 1976) содержит более 5800 звезд типа RR

Рис. 11. Основные формы кривых блеска звезд типа RR Лиры: а — RRa, б — RRb, в — RRc



Лиры, принадлежащих собственно Галактике. Среди них 50% переменных типа RRab и около 6% — RRc; принадлежность остальных к той или другой подгруппе остается пока неизвестной. Итак, на каждый объект типа  $\delta$  Цефея и W Девы приходится восемь звезд типа RR Лиры.

**Ложные периоды.** В этом разделе мы хотим коснуться проблемы ложных периодов, которая в случае слабых звезд типа RR Лиры приводит к неправильному определению многих периодов, но может возникнуть и при исследовании любых периодических звезд. Суть дела состоит в том, что при редукции полученных наблюдений по методу, изложенному в разделе 1.3, можно получить одинаковые фазы для одного и того же наблюдения при многих совершенно различных значениях периода. Два периода  $P_1$  и  $P_2$  дают одну и ту же фазу для данного значения блеска, полученного в момент  $t$ , если они связаны следующим соотношением:

$$\varphi(t) = \frac{t - M_0}{P_1} - E_1(t) = \frac{t - M_0}{P_2} - E_2(t)$$

( $E_1$  и  $E_2$  — числа эпох, целые). Если наблюдения разделены равным интервалом времени  $T$  или кратным ему значением ("окно наблюдений"), т.е., например, для любых двух моментов

$$t_a - t_b = KT \quad (K - \text{целое}, t_a > t_b),$$

то из соотношения

$$(t_a - t_b) \left( \frac{1}{P_1} - \frac{1}{P_2} \right) = [E_1(t_a) - E_1(t_b)]_1 - [E_2(t_a) - E_2(t_b)]_2$$

получим

$$\frac{1}{P_1} - \frac{1}{P_2} = \frac{[ ]_1 - [ ]_2}{K} \frac{1}{T}.$$

Для звезд типа RR Лиры часто

$$T = \text{одни сидерические сутки} = 0,9973^d$$

(измерения проводятся при одном и том же часовом угле), и

$$|[ ]_1 - [ ]_2| = K$$

(в интервале  $KT$  число эпох  $K$  известно неуверенно). Правильный ( $P$ ) и ложный ( $P_f$ ) периоды связаны при этом соотношением

$$\left| \frac{1}{P} - \frac{1}{P_f} \right| \approx 1,0027 \text{ суток}^{-1}.$$

Иногда  $T$  равно средним солнечным суткам — наблюдения проводятся в одни и те же ночные часы, — но в этом случае отличие от сидерических суток пренебрежимо мало. Величина  $T$  может быть также равна синодическому месяцу, так как наблюдения проводятся в безлунные ночи. Величины  $P$  и  $P_f$  дают одинаковые средние кривые блеска, в пределах ошибок наблюдений, даже если интервалы между наблюдениями только приблизительно удовлетворяют указанному выше условиям. Исходя только из наблюдательного материала ложный период можно распознать лишь в

Таблица 13

Ложные периоды у звезд RR Лиры

Звезда	Ложный период	Истинный период	Звезда	Ложный период	Истинный период
V672 Aql	0,346 <sup>d</sup>	0,530 <sup>d</sup>	DD Lyr	0,271	0,373
RV Del	0,332	0,498	V1514 Sgr	0,341	0,519
XX Hya	0,337	0,508			

том случае, если есть наблюдения, полученные через интервалы, не кратные  $T$ ; в нашем случае это может быть, если объект наблюдался и не на тех часовых углах, как обычно.

В литературе можно найти много примеров ложных периодов, что может существенно исказить статистику подгрупп звезд типа RR Лиры. На это указывали Павловская (1957), Венцель (1962) и Шугаров (см. Кукаркин, 1975). Для пояснения мы приводим в табл. 13 несколько таких случаев.

Одним из интересных примеров является BG Oct, исследованная недавно Гесснер (1981б), где 60 измерений (полученных в течение одного лета) можно одинаково хорошо представить периодами  $P_1 = 0,5992^d$  и  $P_2 = 0,7490^d$  и где

$$K = 3 \{ [E_1(t_a) - E_1(t_b)] - [E_2(t_a) - E_2(t_b)] \} .$$

**Переменность кривых блеска и периодов.** Большинство звезд типа RR Лиры с поразительной регулярностью повторяют свою кривую блеска от цикла к циклу. Однако еще в начале XX века было обнаружено, что у некоторых звезд меняется высота максимума на кривой блеска и моменты максимумов не могут быть представлены линейной формулой. Подобное явление наблюдается и у самой RR Lyr (рис. 12; Шенли, 1916). По имени первооткрывателя его сейчас называют эффектом Блажко. С.Н. Блажко нашел, что у RW Dra, звезды, которая сейчас считается одним из наиболее удачных примеров, возникает указанная вторичная переменность с периодом 41,6 суток. Сейдл (1976), один из лучших специалистов в этой области, считает, что из всех звезд поля типа RRab от 15 до 20% имеют переменные кривые блеска. Он составил таблицу из 26 переменных типа RRab и 3 — типа RRc, для которых к тому времени был известен вторичный период (называемый иногда периодом Блажко  $P_B$ ). Из этого списка мы произвольно отобрали те случаи, которые исследовались в Будапеште (табл. 14).

В списке Сейдла наиболее длинный период Блажко у звезды RS Boo ( $537^d$ ), а наиболее короткий — у BV Aqr ( $11,6^d$ ), последнее значение, возможно, пока не совсем точное. В табл. 14 бросается в глаза скопление периодов между 20 и 40 сутками. Создается впечатление, что эффект сильнее проявляется у бедных металлами звезд типа RRab и звезд в шаровых скоплениях, чем у остальных переменных типа RR Лиры. Иногда величина самого эффекта Блажко меняется. Так, Детре (1969) нашел у звезды RR Lyr четырехгодовой цикл. Еще Сейдл (1976) указывал, что наблюдаемая переменность магнитного поля может иметь "фундаментальное значение для понимания природы эффекта Блажко". В самом деле, Казенс (1983) на

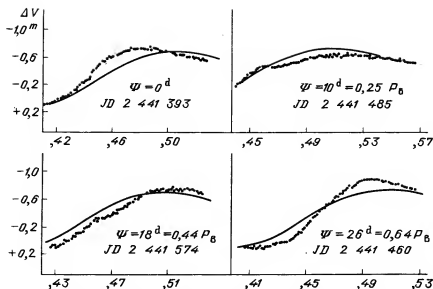


Рис. 12. Эффект Блажко звезды RR Lyr. Форма восходящей ветви и максимума кривой блеска для четырех фаз периода Блажко ( $P_B = 40,8^d$ ). Точки соответствуют наблюдениям, полученным в Будапеште. Средняя кривая представлена сплошной линией (по Сейдлу, 1976)

основе детального количественного анализа объяснил наличие цикла эффекта Блажко продолжительностью 41 сутки у RR Lyr наложением исходных радиальных пульсаций, вращения и магнитного поля. Магнитное поле дает существенный компонент нерадиальной пульсации (см. раздел 2.3) вблизи поверхности звезды. Звезда — наклонный ротатор, вращающийся не вокруг магнитной, а вокруг наклонной к ней оси. В процессе вращения наблюдатель видит пульсирующую звезду под различными углами, что дает модуляцию пульсации основного тона. На основе спектральных наблюдений на шестиметровом телескопе близ Зеленчукской Романову и др. (1987) недавно удалось, по-видимому, доказать изменение интенсивности магнитного поля с периодом, равным периоду пульсаций  $0,57^d$ , и существование зави-

Таблица 14

Звезды типа RR Лирь с эффектом Блажко

Звезда	$P$	$P_B$	Звезда	$P$	$P_B$
RR Gem	$0,397^d$	$37^d$	TT Cnc	0,563	89
SW And	0,442	36,8	RR Lyr	0,567	40,8
RW Dra	0,443	41,7	AR Ser	0,575	105
AR Her	0,470	31,6	DL Her	0,572	33,6
SZ Hya	0,537	25,8	Z CVn	0,654	22,7
RW Cnc	0,547	29,9	TV Boo	0,313	33,5 RRc

Таблица 15

Компоненты кривой блеска AQ Leo

$i$	$j$	$P_{ij}$	$A_{ij}$	$i$	$j$	$P_{ij}$	$A_{ij}$
1	0	0,4101 <sup>d</sup>	0,2210 <sup>m</sup>	0	2	0,2749	0,0169
0	1	0,5498	0,1124	1	2	0,1646	0,0116
1	1	0,2348	0,0522	2	-1	0,3271	0,0115
2	0	0,2051	0,0476	2	2	0,1174	0,0111
1	-1	1,6151	0,0395	3	1	0,1095	0,0092
2	1	0,1494	0,0216	1	-2	0,8334	0,0072
3	0	0,1367	0,0175	4	0	0,1025	0,0059

симости усредненной по пульсационному периоду интенсивности поля от фазы цикла Блажко. Другой подход к объяснению, основанный на двумодальной пульсации, описан ниже.

Другая важная разновидность изменений кривых блеска звезд типа RR Лиры была уже упомянута при рассмотрении звезд типа  $\delta$  Цефея с двойными периодами. Речь идет об одновременном возбуждении основного тона и первого обертона (AQ Leo) или даже основного тона, первого и второго обертонов (AC And) и об их взаимодействии.

Для иллюстрации этого явления мы приводим (табл. 15) подробный список периодических составляющих, выявленных *Ержикиевичем* и *Венцелем* (1977) при анализе кривой блеска звезды AQ Leo (округленные значения).

Синтезированная кривая блеска является суммой синусоид

$$m(t) = \bar{m} + \sum_{i,j} A_{ij} \sin(2\pi t/P_{ij} + \Phi_{ij}),$$

на которой возникают гармоники не только основного, первого и второго обертонов, но и периоды их взаимодействия ( $i$  и  $j \neq 0$ );  $P_{ij}$  и  $A_{ij}$  — параметры, приведенные в табл. 15. Член  $\Phi_{ij}$ , который мы не будем обсуждать в деталях, определяет взаимное фазовое запаздывание отдельных волн, а  $\bar{m}$  — средняя звездная величина на определенном интервале.

Согласие с наблюдаемой фотозлектрической кривой блеска очень хорошее (рис. 13). Кроме того, правильно представляются наблюдения следующего года, не использованные в вычислениях. Это свидетельствует о том, что подобный анализ отражает сущность двумодальных колебаний.

Проведенное *Коксом* и др. (1983) исследование имеющих значительный разброс средних кривых блеска звезд типа RR Лиры в шаровом скоплении M 15 также привело к заключению о возможности существования двойной периодичности изменения блеска у целого ряда объектов. При  $P_0 = 0,55^d$  было получено  $P_1/P_0 = 0,746$ , что согласуется со значением для AQ Leo; при помощи новых модельных расчетов найдено значение массы, равное  $0,65 M_{\odot}$ . В этом случае нет такого противоречия значений масс, как у звезд типа  $\delta$  Цефея (см. соответствующую часть раздела 2.1.2 и обсуждение характеристик звезд типа RR Лиры, приведенное ниже). Сводку данных о двумодальных колебаниях звезд типа RR Лиры в шаровых скоплениях

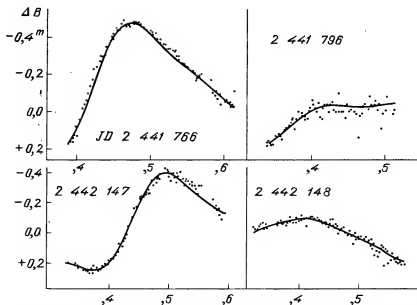


Рис. 13. Сравнение наблюдаемых в фильтре В (точки) и вычисленных (сплошные линии) кривых блеска AQ Leo — звезды типа RR Лиры, имеющей двойной период. На рисунке даны кривые блеска для четырех ночей (Ержишевич и Венцель, 1977)

приводят Немек и др. (1986) и Клемент и др. (1984, 1986). Подобные объекты найдены в карликовой галактике в созвездии Дракона (Немек, 1985), а в шаровом скоплении  $\omega$  Центавра они, похоже, отсутствуют (Немек и др., 1986).

Нужно отметить, что недавно Борковский (1980), используя в качестве примера AR Нет, попытался объяснить эффект Блажко двумодальными пульсациями, предположив, что у этой звезды наряду с основным периодом  $P_0 = 0,470^d$  существует и колебание с обратным периодом, равным  $1/P_1 = 2/P_0 + 1/P_B$  ( $P_B = 31,6^d$  период эффекта Блажко). По всей вероятности,  $P_1$  соответствует третьему обертому.

Третьим видом неправильностей в изменениях блеска звезд типа RR Лиры являются небольшие внезапные, нерегулярные или вековые изменения периода. Вековые изменения периода придают кривой  $O-C$  параболическую форму (см. раздел 1.3). Розино (1972), всесторонне изучив характеристики шаровых скоплений, отмечает переменность периодов  $\sim 10^{-10}$  суток в сутки. Большие работы в этой области выполнены Бельсерене, Вилкенсом, Сейдлом, Остерхофом, Кутс и другими. Первоначальное предположение, что вековые изменения связаны с эволюцией звезд типа RR Лиры поперек пульсационной полосы на диаграмме Герцшпрунга—Рессела, не находит подтверждения, так как наблюдаемые изменения периодов для этого слишком велики, по крайней мере на порядок, и, кроме того, периоды могут и увеличиваться, и уменьшаться (см. также раздел 5.1.2 и соответствующее описание для звезд типа  $\delta$  Цефея в разделе 2.1.2).

Все нестабильности кривой блеска проявляют себя в первую очередь увеличением рассеяния индивидуальных наблюдений при построении средней кривой блеска. По-видимому, бывают также и изменения формы кривой блеска по причинам, выходящим за рамки рассмотренных в этом разделе. Согласно Говфмейстеру (1970, с. 66), тенденция к увеличению рассеяния возникает у многих звезд на нисходящей ветви у фазы 0,3, что видно на примере LX Лут (рис. 14). Более раннее всестороннее исследование Говфмейстера (1955) показало, что 20 и 30 изученных звезд поля имеют какие-либо искажения кривой блеска. Среди них — только четыре или пять случаев эффекта Блажко. Звезду Z Мис можно считать прототипом звезд с нерегулярно возникающим увеличением рассеяния. Отметим в завершение, что, несмотря на усилия наблюдателей по исследованию неправильных изменений у звезд типа RR Лиры и  $\delta$  Цефея, еще многое предстоит сделать; не исключено, что будущие наблюдения дадут возможность объяснения всех эффектов одной стройной теорией.

**Физические характеристики.** Звезды типа RR Лиры подтипа RRab долгое время рассматривались как наиболее однородный класс переменных. Отсюда делали вывод, что они являются хорошими индикаторами областей населения II и, таким образом, весьма пригодны для изучения строения Галактики (к сожалению, они не могут быть использованы для определения расстояний до других галактик, кроме Магеллановых Облаков и некоторых карликовых галактик, так как в туманности Андромеды и в М 33 в Треугольнике они на границе возможностей даже для самых больших телескопов). Как мы уже упоминали в разделе 2.1.3, в последнее время

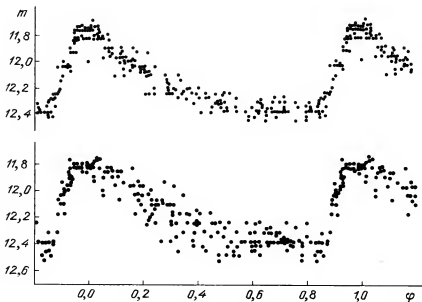


Рис. 14. Средняя визуальная кривая блеска LX Лут — звезды типа RR Лиры (Говфмейстер, 1970). Вверху — неискаженная кривая (JD 2 432 791 — 2 835); внизу — искаженная кривая блеска (2 682 — 2 780 и 2 850 — 2 865)



Таблица 16

Изменения спектрального класса у звезд типа RR Лиры

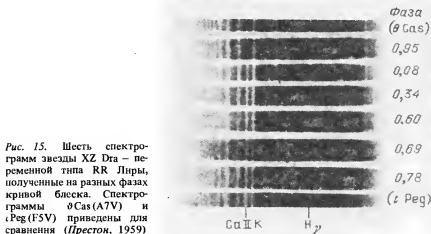
Фаза	Спектр (H)	Спектр (CaII)			Фаза	Спектр (H)	Спектр (CaII)		
		$\Delta S = 0$	6	10			$\Delta S = 0$	6	10
0,8 <sup>p</sup>	F5	F5	A9	A5	0,3	F4	F4	A8	A5
0,0	A7	A6	A2	A2	0,6	F5	F5	A9	A5
0,1	F0	F1	A5	A3					

обнаруживают все больше данных о том, что среди звезд типа RR Лиры существуют различные группы, характеризующиеся, например, различным содержанием металлов и принадлежностью к разным составляющим Галактики. Не очевидно также и постоянство их абсолютной величины. За среднюю визуальную абсолютную величину можно принять значения  $M_v = +0,8^m$  с разбросом 0,3–0,4<sup>m</sup> и  $M_B = +1,0^m$ . Эти значения слабо зависят от периода.

То же самое можно сказать и о спектральных классах, определяемых по водородным линиям поглощения. У большинства звезд типа RR Лиры они не зависят от периода и меняются от A7 в максимуме до F5 в минимуме блеска. Спектральные классы, определенные по К-линии CaII, показывают другую картину. Они очень различны для разных звезд, а в минимуме рассеяние достигает одного спектрального класса. Классическим исследованием этого вопроса была работа Престона (1959), который ввел параметр

$$\Delta S = 10[Sp(H) - Sp(CaII)],$$

определяемый в минимуме блеска, что характеризует спектр и, прежде всего, содержание металлов.  $\Delta S = 0$  означает, что линии CaII сильны и ме-



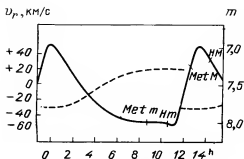


Рис. 16. Средняя кривая блеска (сплошная линия) и средняя кривая лучевых скоростей (штриховая линия) звезды RR Lyr. Примерно за два часа до максимума блеска заметно наличие двух скоростей (расщепление спектральных линий). Met m и Met M означают самый ранний и самый поздний спектральный класс, определенный по линиям металлов. H m и H M — то же самое по линиям водорода

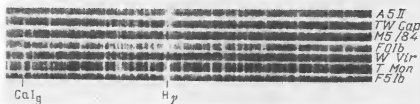


Рис. 17. Спектрограммы звезд типа W Девы (TW Cap, переменная № 84 в М 5, W Vir) и классической цефеиды Т Моп. Для сравнения приведены три стандартных спектра нормальных сверхгигантов. У звезд типа W Девы заметен эмиссионный компонент  $H\gamma$ , который отсутствует у звезд типа  $\delta$  Цефея (Уоллестейн, 1958)

галичность высока,  $\Delta S = 10$  — что данные характеристики слабы. С другой стороны, в нормальной спектральной классификации спектральный класс, определенный по водороду, является индикатором температуры. Еще Престон, а позднее многие другие авторы (см. Кукаркин, 1975) обнаружили, что относительно богатые металлами звезды принадлежат к дисковой составляющей Галактики (имеют галактические орбиты с малым наклоном и малым эксцентриситетом, небольшое движение относительно Солнца, разброс их пространственных скоростей невелик). Бедные металлами звезды типа RR Лиры принадлежат населению гало. Таким образом, предполагается различное происхождение обеих групп. Однако еще остаются необъяснимые аномалии.

Звезды подгруппы RRc имеют систематически более ранний спектральный класс в минимуме, но их спектральные характеристики показывают качественно такой же разброс, как и у RRab-звезд.

С основными изменениями спектральных классов, определенных по водороду и кальцию, в зависимости от фазы изменения блеска можно в общих чертах познакомиться по табл. 16 и рис. 15 (по Престону, 1959, рис. 2). Меньше всего меняются спектральные классы, определенные по CaII, в звездах, бедных металлами.

Упомянем еще об одной особенности — возникновении эмиссионных линий водорода и расщеплении линий на восходящей ветви кривой блеска (например, Струве, 1947; Сенфорд, 1949). Это впервые было обнаружено у самой RR Lyr, довольно яркой звезды (рис. 16). Было высказано предположение о наличии ударных волн в атмосферах звезд типа RR Лиры и других пульсирующих звезд населения II (рис. 17 и 18). Более поздние

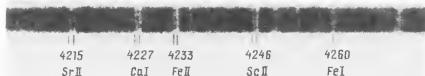


Рис. 18. Часть полученной вблизи максимума блеска спектрограммы звезды V42 М 5, переменной типа W Девы. Заметно раздвоение некоторых линий поглощения, указывающее на существование двух слоев вещества, движущихся в разных направлениях (внутрь и наружу) (Уоллерстейн, 1959)

исследования показали, однако, что физическое состояние внешних слоев при пульсациях является более сложным.

Радиусы и массы галактических звезд типа RR Лиры определяли Вулли и Севейдж (1971) улучшенным методом Бааде — Веселинка, описанным выше для звезд типа  $\delta$  Цефея. Для звезд типа R Rab с  $P > 0,44^d$  и  $M_v = +0,40^m$  были получены значения  $R \approx 5,5 R_\odot$  и  $\mathfrak{M} \approx 0,5 \mathfrak{M}_\odot$ , а для звезд типа RRc с  $P > 0,36^d$  и  $M_v = +0,8^m$   $R \approx 4,5 R_\odot$  и  $\mathfrak{M} \approx 0,6 \mathfrak{M}_\odot$ . Из этих значений следует, что пульсационная постоянная  $Q \approx 0,03^d$  в основном согласуется с теоретическим значением. Но неопределенность этого значения допускает предположение, поддерживаемое многими теоретиками, что переменные типа RRc пульсируют в первом обертоном, период которого составляет  $\frac{3}{4}$  периода основного тона.

Собственные движения, параллаксы и пространственные скорости использовались многими авторами для статистического определения абсолютных величин. Недавно Хаули и др. (1986) взяли из работы Ван Лая и др. (1980) 159 переменных с известными собственными движениями, а из работы Хаули и Барнса (1985) — 46 звезд с измеренными лучевыми скоростями. Средние значения абсолютных величин, полученные по этой выборке, составили  $M_v = +0,76 \pm 0,14^m$  и  $M_B = +1,02 \pm 0,14^m$ , что хорошо согласуется со значениями, полученными другими способами.

Основные сведения об эволюционной стадии звезд типа RR Лиры были приведены при обсуждении других типов классических пульсирующих звезд (раздел 2.1.2).

#### 2.1.4. Звезды типа $\delta$ Щита

Определение, терминология, статистика. Звездами типа  $\delta$  Щита называются переменные спектральных классов A или F с периодом пульсаций меньше  $0,3^d$ . Выделить звезды типа  $\delta$  Щита только на основе периодов невозможно, так как в интервале от 0,2 до  $0,3^d$  встречаются и звезды типа RRc. Амплитуды изменения блеска составляют от тысячных до нескольких сотых долей звездной величины, типичное значение равно  $0,02^m$ . Построение кривых блеска большинства звезд типа  $\delta$  Щита возможно только по фотозлектрическим наблюдениям. На рис. 19 представлены две характерные кривые блеска. Терминология, относящаяся к таким звездам, до сих пор не устоялась. Для простоты мы придерживаемся рекомендаций Брегера (например, 1979), одного из наиболее известных специалистов в этой

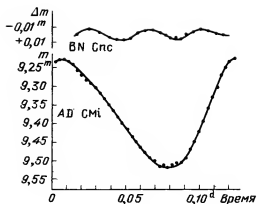


Рис. 19. Фотоэлектрические кривые блеска (визуальная область) двух звезд типа  $\delta$  Щита, BN Спс и AD CMi (Брегер, 1979)

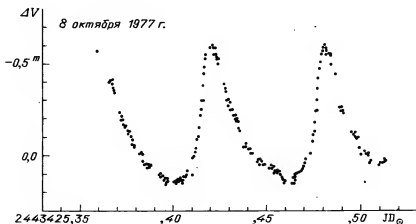


Рис. 20. Фотоэлектрическая кривая CY Aqr (фильтр V), полученная 8 октября 1977 г. (Бохус и Удальский, 1980)

области. В названной выше работе дан обзор со многими ссылками, и в дальнейшем мы позаимствуем отсюда некоторые подробности. Позднее детальный обзор того же автора был опубликован и на немецком языке (Брегер, 1985). Первый кандидат в эту группу с большой амплитудой был обнаружен Гоффмейстером (1934) на пластинках Зоннебергского патруля, и Йениш (1934) пришел к выводу, что это объект со "сверхкоротким" периодом  $0,061^d = 88$  мин. Это была CY Aqr. Кривая блеска звезды (рис. 20) слабо переменна и напоминает нормальные RRab-, но не RRc-звезды. Визуальные наблюдения CY Aqr очень увлекательны, так как усиление блеска почти на одну звездную величину происходит в течение 10 мин. Наблюдатель может прямо в телескоп проследить поярчение, и нужно не опоздать сделать оценки блеска. Этот метод дает возможность оценить момент максимума с точностью до минуты. Йениш (1936) использовал CY Aqr для проведения школьного опыта измерения скорости света тем же способом, как в свое время это удалось сделать О. Рёмеру при помощи спутника Юпитера (см. раздел 1.4).

Термин "переменные с ультракоротким периодом" позднее был подхвачен, например, Эггеном (без учета амплитуды), хотя его можно и оспаривать, имея в виду, что белые карлики обладают более короткими периодами (раздел 2.3.2). Смитом (1955) было впервые высказано предположение о том, что объекты, подобные  $\text{CY Aqr}$ , отличаются от звезд типа RR Лиры своими физическими свойствами. Он назвал их "карликовыми цефеидами", считая их миниатюрной формой звезд типа  $\delta$  Цефея, и отнес к промежуточной составляющей. Однако это название неудачно, оно дезориентирует со многих точек зрения. Некоторые авторы иногда заменяют его на "звезды типа AI Парусов" (Бессель, 1969) или "переменные типа RRs" (Кукаркин и др., 1969) в случае, когда амплитуда изменения блеска довольно велика. Брегер (1979) и другие считают, что нет никаких различий между объектами с большой и малой амплитудами, а так как последние встречаются гораздо чаще, то наименование всей группы дается по звезде-прототипу  $\delta$  Sct.

Статистика звезд типа  $\delta$  Щита искажена влиянием многих эффектов селекции. Метод фотографического обнаружения можно использовать только для звезд с большой амплитудой, но из-за длинных экспозиций он не позволяет выявлять короткие периоды. Число звезд данного типа сильно возросло благодаря многочисленным фотоэлектрическим обзорам определенных групп звезд (например, звезд классов A2V–F0V), но этот рост был довольно несистематическим. В ОКПЗ и трех его дополнениях (Кукаркин и др., 1969–1976) содержится 157 звезд (вместе с заподозренными случаями), в то время как список Брегера (1979) содержит 129 хорошо исследованных ярких или особо интересных звезд типа  $\delta$  Щита. Распределение амплитуд (в фильтре V) из этого списка дано в табл. 17. Табл. 18 содержит индивидуальные характеристики для 13 звезд с амплитудами больше  $0.45^m$  и самой  $\delta$  Sct. Нужно еще отметить, что яркне звезды  $\alpha$  Lyr,  $\gamma$  UMi и  $\gamma$  CrB, вероятно, слабо пульсируют, и некоторые авторы, например Хилопов (1981), пытаются включать их в группу звезд типа  $\delta$  Щита, считая граничными случаями.

Физические характеристики, возникновение пульсаций. Большинство известных звезд типа  $\delta$  Щита принадлежит населению I, часть из них обнаружена в рассеянных звездных скоплениях (см. сводку Фролова и Иркаева, 1982).

Несколько переменных показывают, однако, малое содержание металлов (индикатор населения II), и на диаграмме Герцшпрунга – Рессе-

Таблица 17

Распределение амплитуд у звезд типа  $\delta$  Щита

Амплитуда V	Количество	Амплитуда V	Количество
$\leq 0.05^m$	90	0.41–0.50	4
0.051–0.100	14	0.51–0.60	5
0.11–0.20	3	0.61–0.70	5
0.21–0.30	4	Всего	129
0.31–0.40	4		

Таблица 18

Некоторые звезды типа  $\delta$  Щита

Звезда	Период	Амплитуда $V$	Спектральный класс
SX Phe	0,055 <sup>d</sup>	0,51 <sup>m</sup>	sdF0
CY Aqr	0,061	0,73	F0
DY Peg	0,073	0,54	A9
GP And	0,079	0,56	A3
AE UMa	0,086	0,7	A9
EH Lib	0,088	0,50	F0
RV Ari	0,093	0,70	A0
KZ Lac	0,104	0,90	
AI Vel	0,112	0,67	F2
V703 Sco	0,115	0,50	F2
SZ Lyn	0,120	0,51	F0
DT Vel	0,127	0,60	
XX Cyg	0,135	0,81	A5
RS Gru	0,147	0,56	A8
DY Her	0,149	0,49	F4III
VZ Cnc	0,178	0,61	F2III
BS Aqr	0,198	0,51	F3
DH Peg	0,256	0,50	A4
YZ Cap	0,273	0,49	A6
$\delta$ Sct	0,194	0,29	F3III–IV

ла, вероятно, располагаются под нормальной главой последовательностью населения I (яркий пример — SX Phe, светимость которой в табл. 18 обозначена как sd — "subdwarf", т.е. субкарлик). В некоторых случаях на принадлежность населению II указывает также большая пространственная скорость и большое расстояние от плоскости Галактики. Высказывалось предложение (Баглен и др., 1980) объединить такие звезды в отдельную подгруппу, при этом их называют по экстремальному представителю "звезды типа SX Phe" (Холопов и др., ОКПЗ, 1985, 4-е изд-е). Фролов и Иркаев (1984) составили наиболее полный список звезд, относящихся к этой группе, в который входят также упомянутые выше CY Aqr и два члена шарового скопления  $\omega$  Центавра. В этой книге мы, однако, используем название "звезды типа  $\delta$  Щита" в самом широком смысле.

Абсолютные величины лежат в основном в пределах  $M_V = 0 \div +3^m$  (исключение — SX Phe,  $+4,1^m$ ), т.е. примыкают к нижнему краю пульсационной полосы звезд типа  $\delta$  Цефея, W Девы и RR Лиры. Если внести поправки, учитывающие зависимость светимости от спектрального класса, выявляется ярко выраженное соотношение период — светимость. В отличие от звезд типа  $\delta$  Цефея и RR Лиры, кривая лучевых скоростей не всегда является зеркальным отображением кривой блеска, кроме того, между ними существует сдвиг фазы примерно на 1/10 периода. Максимум температуры достигается незадолго до максимума блеска. После ряда неудач удалось, используя описанный в разделе 2.1.2 метод Бааде–Весселинка, основанный

на сравнении изменений радиуса, выводимых из кривой блеска и кривой лучевых скоростей, найти для звезд типа  $\delta$  Щита правдоподобные значения радиуса и массы (см. литературные ссылки у *Брегера*, 1980). Для звезд с  $P = 0,14^d$  радиусы и массы равны примерно  $3R_{\odot}$  и  $2M_{\odot}$  соответственно и, видимо, не зависят от того, имеет ли звезда большую (звезды типа RRs) или малую амплитуду (звезды типа  $\delta$  Щита в узком смысле). Названный метод может успешно использоваться для таких короткопериодических звезд (так же как и для переменных типа RR Лиры), лишь если исключить при вычислениях определенную область фаз близ стадии максимального сжатия из-за появления ударных волн и турбулентции (*Мейлан и Бурки*, 1986). Пульсационная постоянная, полученная из этих грубых средних значений, равна  $Q = 0,038^d$ . Более точные расчеты с учетом модельных представлений подтверждают, что за большую часть переменности ответственны, в основном, радиальные пульсации. Причиной этих пульсаций, как и у других пульсирующих звезд, вероятно, является каппа-механизм (раздел 2.1.2), обусловленный зоной ионизации  $He^+$ .

Возможны отклонения от этого правила, и в некоторых случаях, вероятно, имеют место нерадиальные пульсации. В неоднократно цитировавшейся выше работе *Брегера* (1979) как наиболее яркий пример приведена переменная 1 Моп = V474 Моп, у которой *Шоббрук и Стоби* (1976), а также *Миллис* (1973) нашли частоты 7,217, 7,346 и 7,475 циклов в сутки (что соответствует периодам 0,1386, 0,1361 и 0,1337<sup>d</sup>). Равенство различий между любыми двумя соседними частотами типично для нерадиальных пульсаций (см. раздел 2.3). Амплитуда изменений блеска в этом случае достигает  $0,2^m$ , а спектр можно классифицировать как F2IV. К подобным звездам можно отнести V571 Моп = 21 Моп, V376 Per и V1208 Aql = 28 Aql. *Джембовский* (1974) теоретически показал, что нерадиальные моды колебаний могут возникать в моделях звезд типа  $\delta$  Щита.

Как уже упоминалось выше, звезды типа  $\delta$  Щита занимают нижнюю часть полосы неустойчивости (пульсационной полосы) на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, которая была описана нами в связи со звездами типа  $\delta$  Цефея. Однако лишь у трети звезд, расположенных в этой области, замечена небольшая переменность, и еще предстоит исследовать, всегда ли является эта переменность переменностью типа  $\delta$  Щита. До сих пор не известны все факторы, ответственные за возникновение или сдерживание пульсаций.

Возможно, определенную роль играет здесь вращение, так как в медленно вращающихся звездах, с малой "боковой" циркуляцией,  $He^+$  диффундирует из зоны ионизации вниз в глубь звезды, а металлы — наружу к поверхности. Малое содержание  $He^+$  в зоне ионизации ведет к подавлению каппа-механизма и к стабильности звезды вместо пульсаций (Амзвёзды).

Вообще предполагается, что "неустойчивое равновесие между сложными процессами, ведущими к перемешиванию и разделению звездного вещества на тонкие слои, определяющие возбуждение или подавление колебаний, в некоторых случаях может давать большие амплитуды" (*Петерсен*, 1976, теоретический обзор).

Можно призвать к поиску звезд типа  $\delta$  Щита, являющихся компонентами в затменных системах и в спектральных двойных, исследование кото-

Таблица 19

Мультипериодические звезды типа  $\delta$  Щита

Звезда	$P_0$	$P_1$	$P_2$	$P_1/P_0$	$P_2/P_1$	$P_2/P_0$
VZ Cnc		0,1784 <sup>d</sup>	0,1428 <sup>d</sup>		0,8006	
VX Hya	0,2234 <sup>d</sup>	0,1727		0,7732		
$\delta$ Sct	0,1938		0,1164			0,6005
v703 Sco	0,1500	0,1152		0,7683		
V474 Mon	0,1361		0,0826			0,6069
CC And	0,1249		0,0749			0,5999
AI Vel	0,1116	0,0862		0,7727		
BP Peg	0,1094	0,0845		0,7715		
V571 Mon	0,0999	0,0750		0,7507		
RV Ari	0,0931	0,0720		0,7726		
AEUMa	0,0860	0,0665		0,7734		
CY Aqr	0,0610	0,0454		0,7443		
SX Phe	0,0550	0,0428		0,7782		

рых дало бы возможность независимого определения их характеристик (Иркаев, 1985).

**Мультипериодичность.** Звезды типа  $\delta$  Щита имеют малые амплитуды изменения блеска, что обычно затрудняет определение периодов; ввиду этого нередко приходится пересматривать ранее опубликованные значения.

Трудности часто добавляются и из-за наличия вторичного периода, накладывающегося на основной. Явление аналогично описанному выше для звезд типа  $\delta$  Цефея и RR Лиры, и анализ кривой блеска проводится в этом случае теми же методами. В табл. 19 приведены звезды, взятые из списка Фича и Сейдла (1976), которые Фич (1976) считает надежными случаями мультипериодичности. Таблицу можно рассматривать как продолжение табл. 9 в сторону коротких периодов. Трудности, возникающие при анализе, видны на примере V474 Mon, которая упоминалась выше как звезда с нерадиальными пульсациями; ее кривая блеска содержит основной тон радиальных пульсаций ( $P_0$ ) и соответствующий ему второй обертона ( $P_2$ ).

На кривой блеска самой  $\delta$  Sct, хорошо изученной яркой переменной, обнаружено девять периодов, включая и нерадиальные моды; имеются и периоды, связанные с взаимодействием мод, как бывает у звезд типа  $\delta$  Цефея и RR Лиры (Фич, 1976). Отношения наблюдаемых периодов, приведенные в табл. 19, впрочем, хорошо согласуются с расчетными значениями для радиальных пульсаций. В зависимости от содержания металлов в звездном веществе  $P_1/P_0 = 0,74 \div 0,78$  и  $P_2/P_1 \approx 0,81$  (например, Кокс и др., 1979). Видимо, не все звезды типа  $\delta$  Щита пульсируют в основном тоне колебаний.



## 2.2. МЕДЛЕННО МЕНЯЮЩИЕСЯ ПУЛЬСИРУЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ

### 2.2.1. Мириды

Среди долгопериодических переменных особую роль играют мириды, названные по имени прототипа *o Ceti* — Миры. Основной характеристикой мирид является большая амплитуда непрерывных изменений блеска, что очень способствует их обнаружению. Можно предположить, и опыт это подтверждает, что почти все мириды, достигающие в максимуме блеска  $11^m$ , известны. Мириды являются красными гигантами и сверхгигантами и на диаграмме Герцшпрунга — Рассела образуют хорошо выделенную группу в правом конце ветви гигантов. Как показывают статистические данные, их принадлежность к тому или иному типу населения не всегда единообразна. В спектрах большинства звезд видны эмиссионные линии водорода, а иногда и некоторых других элементов. В группе полуправильных переменных, очень похожих на мириды, но имеющих короткие периоды и меньшие амплитуды, эмиссия встречается реже.

**Периоды.** Выделение собственно мирид как типа в какой-то степени произвольно. Считается, что амплитуда изменения блеска типичной мириды должна быть не меньше  $2^m$ ; некоторые авторы считают наименьшей амплитудой  $2,5^m$ , а звезды с меньшими амплитудами относят к группе звезд типа Z Водолее (SRa, раздел 2.2.2). Наименьшим периодом подлинных мирид можно считать 90 суток. Здесь на помощь статистике приходит природа, так как у звезд с периодами 50–90<sup>d</sup> почти всегда наблюдаются неправильности, и они включаются в группу полуправильных переменных.

Миридой с наиболее коротким периодом может быть AL Sgr (78,61<sup>d</sup>, предельные величины 10,5 и 14,7<sup>m</sup> pg).

Значения периодов мирид перекрываются со значениями периодов долгопериодических звезд типа  $\delta$  Цефея и полуправильных звезд типа RV Тельца и S Лисички. Миридой с наиболее длинным периодом, видимо, является V581 CrA ( $P = 1100^d$ ,  $m_{pg} = 10,9 \div 15,5^m$ ). Еще более длинный период имеет BX Mon ( $P = 1374^d$ ), но согласно новым данным это, видимо, не мирида, а симбиотическая звезда (см. раздел 3.1.6), горячий спутник которой переменен (Виотти и др., 1986). Некоторые полуправильные переменные имеют еще более длинные циклы.

Таблица 20

Распределение мирид трех основных спектральных классов по продолжительности периода

Период	Спектральный класс			Период	Спектральный класс		
	M	C	S		M	C	S
101–150 <sup>d</sup>	32	—	—	401–450	65	17	6
151–200	68	—	—	451–500	25	7	5
201–250	148	3	4	501–550	12	4	—
251–300	172	3	7	551–600	4	—	—
301–350	184	5	11	601–650	1	—	—
351–400	113	14	14	651–700	2	—	—

Таблица 21

Распределение мирид и полуправильных переменных (SR)  
по продолжительности периода

Период	Мириды	SR	Период	Мириды	SR
$\leq 50^d$	0	86	501–550	32	8
51–100	6	358	551–600	10	4
101–150	217	420	601–650	9	1
151–200	558	330	651–700	4	4
201–250	991	183	700–750	2	2
251–300	1130	131	751–800	0	2
301–350	712	97	801–850	1	5
351–400	405	72	851–900	1	1
401–450	233	26	901–950	0	2
451–500	73	16	951–1000	0	2

Распределение периодов мирид дано в табл. 20 (по Икауниексу, 1963) и 21 (по Штейнер-Зону, 1986). Максимум распределения приходится на 276 суток.

Зависимость между средним периодом и положением в Галактике впервые заметил Анерт (1939) (рис. 21). Он получил  $P = 299^d$  для 998 мирид с максимумом ярче  $10,5^m$ ;  $342^d$  для 117 звезд с галактической широтой, меньшей  $\pm 5^\circ$ ;  $242^d$  для 198 звезд в Гарвардском поле G Скорпиона и  $259^d$  для 50 звезд в поле 67 Орh, исследованном в Зоннеберге. Это значит, что периоды вблизи галактического центра короче среднего значения, в то время как в областях, близких к спиральным рукавам, они существенно

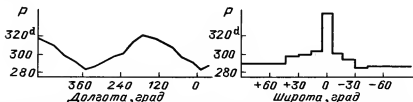


Рис. 21. Зависимость средней продолжительности периода мирид от галактической долготы (слева) и галактической широты (справа) (по Анерту)

длиннее. Таким образом, различие между двумя составляющими Галактики проявляются и в особенностях мирид. Кукаркин (1949) обнаружил тот же эффект при определении среднего значения периода в зависимости от галактической долготы (табл. 22, где долгота  $0^\circ$  соответствует направлению на центр Галактики). Это значит, что в окрестностях центра много мирид и их периоды коротки, а в направлении антицентра мало мирид и их периоды более длинные.

Недавно некоторые исследователи решили проверить (Маффей, 1967 и Эванс, 1976), соответствует ли действительности увеличение доли корот-

Таблица 22

Связь между продолжительностью периода  
и галактической долготой у мирид

Галактическая долгота	Количество	$\bar{P}$	Галактическая долгота	Количество	$\bar{P}$
30–90°	541	282,6 <sup>d</sup>	210–270	111	300,4
90–150	209	307,0	270–330	315	284,4
150–210	144	319,4	330–30	890	256,0

копериодических звезд в общем числе мирид в направлении центра Галактики. Эванс искал красные переменные в области вокруг центра Галактики в трех "окнах", на красных и инфракрасных пластинках. В результате были обнаружены многочисленные долгопериодические мириды, не замеченные ранее на голубых пластинках. Это обусловлено ослаблением абсолютного блеска в голубой области с увеличением длины периода (см. далее рис. 28). Долгопериодические мириды в направлении центра Галактики на расстоянии примерно 7–9 кпк (раздел 7.2) слабее предела телескопов, на которых используются голубые пластинки. В то же время с увеличением периода сдвигается в красную сторону средний спектральный класс и средний показатель цвета (см. рис. 23), и эти мириды можно легко найти на красных и инфракрасных пластинках.

**Спектр.** Мириды принадлежат в основном к спектральному классу М, точнее, к Me (рис. 22) – другими словами, в их спектрах наблюдаются водородные, а иногда и некоторые другие эмиссионные линии. Небольшая группа мирид распределена между спектральными классами S, N, R и C (последние являются углеродными звездами). Распределение мирид по спектральным классам приведено в табл. 20 и 21 (по Икауниексу, 1963). Для многих мирид спектральная классификация еще не проведена. Кинан (1966) составил спектральный каталог мирид классов Me и Se. Рис. 23 показывает зависимость период – спектр.

Спектры класса М без эмиссионных линий среди переменных звезд в основном бывают у полуправильных, неправильных звезд или мирид с относительно короткими периодами (среднее значение периода  $\bar{P} = 216^d$ ); для Me  $\bar{P} = 298^d$ , для Se  $\bar{P} = 367^d$  и для N  $\bar{P} = 379^d$ .

Проведение непрерывного спектра затруднено полосами поглощения (в основном это TiO), обычными для М-звезд. Конечно, интенсивность этих полос меняется с изменением блеска звезды.

**Кривые блеска.** Высота максимума на кривой блеска одной и той же звезды может меняться. Наиболее ярким примером является сама  $\alpha$  Ceti, которую можно наблюдать невооруженным глазом. Гутник (1902) провел полное исследование имевшегося к тому времени материала и пришел к выводу, что предельные значения блеска в максимуме лежат в интервале 1,7–5,2<sup>m</sup>. Соответственно меняется и форма кривой блеска.

У другой яркой мириды  $\chi$  Cyg подобные изменения также наблюдаются. Согласно исследованию Розенберга (1906) предельные визуальные значения максимума равны 3,3 и 7,3<sup>m</sup>, но подавляющее большинство максимумов

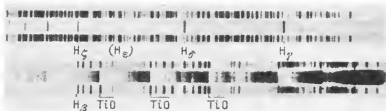


Рис. 22. Спектрограмма Мира. Внизу красная, а наверху голубая часть спектра. Видны полосы поглощения окиси титана и эмиссионные линии водорода (по Струве, 1954)

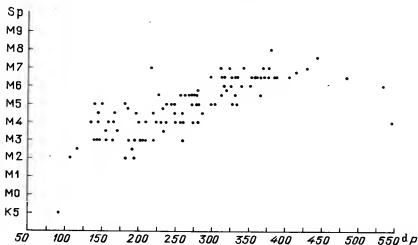


Рис. 23. Зависимость период — спектр для мирид (Кинан, 1966)

попадают между 4,5 и 5,5<sup>m</sup>, а минимумы — между 12 и 14<sup>m</sup>. Такие изменения кривой блеска типичны для мирид, даже если разброс максимумов  $\alpha$  Cet и  $\chi$  Sgr считать экстремальным случаем.

Звезда S Boo имеет относительно правильную кривую блеска (рис. 24). Людendorff (1928) ввел следующие типы для описания кривых блеска мирид.

Тип  $\alpha$ : Подъем блеска заметно круче, чем ослабление. Минимум обычно, за редким исключением, шире максимума.

Подтипы

$\alpha_1$ : Имеют кривые с довольно большой продолжительностью фазы постоянного или почти постоянного блеска в минимуме (примерно от  $\frac{1}{3}$  до  $\frac{1}{2}$  периода) и обычно очень крутой восходящей ветвью.

$\alpha_2$ : Минимум все еще широк, но уже без значительной фазы постоянного блеска. Крутизна восходящей ветви сохраняется.

$\alpha_3$ : Минимум не так широк, как у  $\alpha_2$ , но подъем блеска остается крутым.

$\alpha_4$ : Кривая блеска такая же, как у  $\alpha_3$ , но восходящая ветвь более пологая.

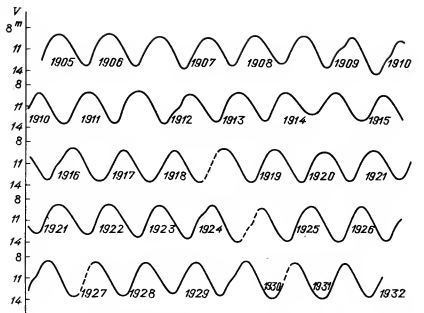


Рис. 24. Кривая блеска S Boo (по Нейланду)

Тип  $\beta$ : Восходящая ветвь такая же, как нисходящая, или чуть-чуть круче нее. Кривая блеска в основном симметрична.

Подтипы

$\beta_1$ : Максимум острее, чем минимум.

$\beta_2$ : Максимум и минимум одинаково острые или полоские.

$\beta_3$ : Максимум более плоский, чем минимум.

$\beta_4$ : Максимум очень широкий и имеет фазу постоянного блеска на большом интервале.

Тип  $\gamma$ : Кривые блеска с волной на восходящей ветви или двойным максимумом.

Подтипы

$\gamma_1$ : Волны на восходящей ветви.

$\gamma_2$ : Двойной максимум.

Примеры:

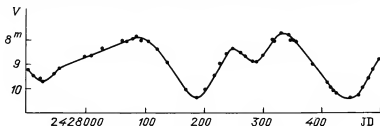
$\alpha_1$  — Y Vel,  $\beta_1$  — R Boo,  $\gamma_1$  — R Aur,

$\alpha_3$  — o Cet,  $\beta_3$  — X Cam,  $\gamma_2$  — R Nor,

$\alpha_4$  — R Dra.

Классификация Людендорфа — чисто феноменологическая и для понимания физических процессов, протекающих в миридах, не имеет никакого практического значения. Однако она представляет исторический интерес, и читатель при чтении литературы, посвященной миридам, может иногда еще встретиться с ней.

Как отмечалось, нельзя ожидать, что звезда всегда будет иметь одну и ту же среднюю кривую блеска. Только в очень редких случаях два цикла переменности звезды совершенно одинаковы. Для некоторых звезд различия особенно велики. В качестве примера можно привести V Boo, средний период которой равен  $258,8^d$ , в то время как интервал между двумя последовательными максимумами может быть от 230 до 290 суток, а промежуток времени между минимумами составляет от 250 до 270 суток. Соответствующие большие изменения формы кривой блеска иногда приводят к возникновению двойных или даже тройных максимумов (рис. 25).



Звезда R Нуа известна как переменная с 1704 г., может достигать  $4^m$  в визуальной области и имеет менее правильный ход развития. Во время открытия переменности период изменения блеска достигал  $500^d$ . Между 1903 и 1962 гг. наблюдались все 55 максимумов и средний период равнялся  $400,055^d$ . Если этот промежуток времени разделить на четыре части, то получим:

1903–1923 гг.	$P = 405^d$
1923–1935	415
1935–1941	400
1941–1962	386.

С тех пор длина периода существенно не менялась. Еще Прагер указывал, что период может меняться скачками, а не непрерывно. В этом отношении, как мы увидим ниже, R Нуа ничем не отличается от нормальных мирид, за исключением величины скачков. Вероятно, такой же является и звезда Т Сер.

В качестве возможного объяснения такого относительно быстрого изменения периода Вуд и Зарро (1981) предположили активность, связанную с гелиевой вспышкой. На основе изучения кинематики 124 мирид Вьятт и Кан (1983) оценили возраст мирид и продолжительность этой эволюционной стадии. Так, звезда, имевшая на главной последовательности массу  $1,3 M_{\odot}$ , станет миридой, имея  $P = 340^d$ , а завершит эту стадию спустя примерно 140000 лет с периодом  $P = 450^d$ . Более массивные звезды становятся миридами с большими, а менее массивные — с меньшими периодами. Итак, на упомянутые быстрые и резкие изменения периода должно накладываться очень медленное, монотонное увеличение периода.

**Общие сведения об изменении периодов.** Едва ли найдется мирид, максимумы которой в течение долгого времени удовлетворяют одному постоянному периоду. Максимумы в течение длительного интервала времени могут наступать раньше или позже вычисленных на основании среднего периода, т.е. периода, определенного по очень большому промежутку времени, в результате чего на диаграмме  $O-C$  возможны большие отклонения (рис. 26). Делались попытки учета этого эффекта введением дополнительного периодического (синусоидального) члена в формулу, что обычно приводило к значительному уменьшению суммы квадрата ошибок. В основе этого лежало предположение, что изменения блеска в первую очередь обуславливаются периодическими процессами в недрах звезды, которые, как мы знаем, происходят в пульсирующих звездах. Таким образом, эта точка зрения уже в те времена имела определенное физическое обоснование. В частности, именно так и подходит ко многим миридам Мюллер в первом издании ИиЛ. Приведем в качестве примера элементы, вычисленные Гутником для  $\alpha$  Cet:

$$\begin{aligned}
 M = & 2415574,96 + 331,6926^d E + 9,5^d \sin(1,4^\circ E + 245,8^\circ) + \\
 & + 11,5^d \sin(3,85^\circ E + 124,1^\circ) + 17,5^d \times \\
 & \times \sin(4,56^\circ E + 307,2^\circ) + 12,3^d \sin(9,12^\circ E + 71,8^\circ).
 \end{aligned}$$

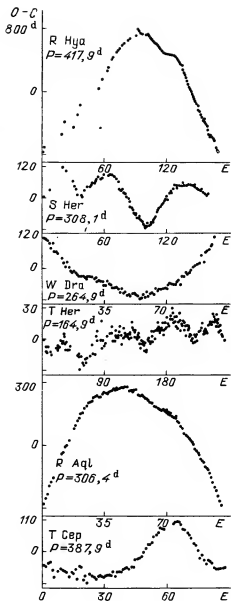


Рис. 26. Кривые  $O-C$  некоторых мирид (по Вуду и Зарро, 1981)

Четыре синусоидальных члена в этой формуле соответствуют периодическим изменениям длины периода с циклами около 233, 85, 72 и 36 лет. Такой замысловатой формулой удалось достичь хорошего представления наблюдательных данных. Но если заложенная в основу гипотеза верна, то должно быть возможным предсказание хода кривой блеска далеко вперед, но здесь метод не работает не только для мирид, но и для многих других долгопериодических звезд. Как известно, любую непрерывную функцию, в том числе и диаграмму  $O-C$ , можно представить с желаемой точностью в виде тригонометрического ряда (ряда Фурье). В этом основа мнимого успеха метода. Однако, если мы рассмотрим много таких диаграмм (см. рис. 26), то увидим, что в большинстве случаев кривые  $O-C$  могут быть представлены последовательностью взаимно пересекающихся прямых линий. С точки зрения физики это значит, что порою значение периода внезапно меняется и происходит это нерегулярно и в непредсказуемое время. В Бабельсбергер, где с 1927 г. готовилось ежегодное издание "Каталог и эфемериды переменных звезд", Прагер и Гутник, разобравшись в упомянутом эффекте, ввели систему "мгновенных элементов".

В этой системе используются значения эпохи и периода, удовлетворяющие текущему состоянию звезд; они могут быть изменены, если наблюдения указывают на заметное отклонение. Как правило, в расчетах можно пользоваться мгновенными элементами в течение десяти, а иногда и более лет.

Американский теоретик Стерн (1934) выдвинул на обсуждение неожиданное предположение. Он утверждал, что периоды мирид и других долгопериодических звезд на самом деле не меняются, а мы наблюдаем эффект,



который он назвал накоплением ошибок. Он показал, что, бросая игральные кости, можно получить кривую  $O-C$ , похожую на наблюдаемые у некоторых реальных звезд. Мы попытаемся коротко объяснить это с качественной точки зрения. Если у нас есть две игральные кости, то наименьшим результатом бросания может быть число 2, наибольшим 12, а средним 7. Последнее значение и является аналогом среднего периода звезда. Если бы мы в результате бросаний во всех случаях получили среднее значение, а затем сложили очки, то получился бы ряд чисел 0, 7, 14, 21, 28, ... В действительности результаты бросаний будут отличаться от этих чисел, т.е. они будут распределены по случайному закону вокруг теоретического значения. Предположим, что после такой серии, когда выпадали средние значения, выпало 2 или 3; тогда сумма очков будет меньше ожидаемой, т.е.  $O-C$  будет отрицательно. Для следующего бросания у нас теперь есть три возможности: его результат может оказаться опять малым, может быть близким к среднему значению или же больше него. В последнем случае компенсируется дефицит предыдущего бросания. А первая возможность только увеличит дефицит, в то время как вторая оставит его неизменным. Получается, что вероятность отрицательного  $O-C$  близка к  $2/3$ . И появляется тенденция к сохранению случайного большого отклонения суммы от среднего. При большом ряде бросаний с одинаковой вероятностью появляются серии с положительным и отрицательным отклонением от среднего.

Возвращаясь к миридам, нужно отметить, что проблема может быть сведена к простому вопросу. Предположим, что  $M_c$  — значение момента максимума, вычисленное для  $n$ -й эпохи с постоянным периодом,  $M_0$  — момент наблюдаемого максимума, наступившего раньше или позже вычисленного. Вопрос состоит в следующем: начинается ли следующий цикл в момент  $M_c$  или в момент  $M_0$ , т.е. нужно ли ожидать, что следующий,  $(n+1)$ -й, максимум наступит в момент  $M_c + P$  или  $M_0 + P$ ? Вторая возможность соответствует бросанию кости и только в этом случае возникает эффект накопления. Но нужно серьезно разобраться, имеет ли место такая ситуация на самом деле. Например, если изменения блеска обусловлены механическим процессом, таким как пульсации, то причину отклонения данных от ожидаемого значения нужно искать во вторичных эффектах, не влияющих на управляющий процесс. Это означает, что диаграмма  $O-C$  обусловлена не накоплением ошибок, а реальным изменением периода.

Объекты с везанием и непредсказуемым изменением периода обнаружены не только среди мирид и полуправильных переменных, но и среди затменных звезд (раздел 4.1.5).

В отличие от долгопериодических звезд, для которых стохастические процессы играют большую роль, у мультипериодических звезд типа RR Лиры, например, кривая блеска может быть просчитана на значительный срок вперед (раздел 2.1.2).

**Физические свойства.** Благодаря своему большому блеску Мира Кита хорошо изучена. Ее масса, вероятно, немного больше одной массы Солнца. Вообще, можно считать, что масса мирид близка к одной массе Солнца. Наибольшее значение диаметра Миры, соответствующее минимуму блеска, по различным данным заключено в пределах 310–540 млн. км (см. также работу Уелтера и Уордена, 1980, основанную на определении звездных диаметров методом спекл-интерферометрии).

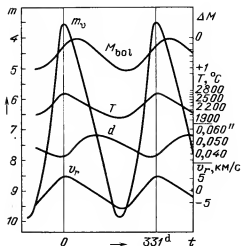


Рис. 27. Изменения блеска, температуры, диаметра и лучевой скорости Миры Кита во времени

Если бы Мира была расположена на месте Солнца, то орбита Земли была бы под ее поверхностью, в теле звезды. Отсюда мы можем заключить, что плотность этой звезды должна быть очень низкой. Диаметры мирид, определенные по измерениям излучения звезды, минимальны во время максимума блеска, амплитуда изменений в среднем равна 18%, что близко к значению,

соответствующему звездам типа  $\delta$  Цефея. На рис. 27 представлен ход изменений визуальной и болометрической величин, температуры, диаметра и лучевой скорости звезды  $\alpha$  Ceti. Особенно важно, что при изменении блеска более чем на шесть звездных величин в визуальной области, болометрическая (соответствующая суммарному излучению) величина звезды меняется лишь на  $1^m$ . Здесь особую роль играет поглощение в полосах окиси титана, для S-звезд — в полосах окиси циркония, в других звездах — в полосах соединений углерода. При эффективной температуре 2300 К 96 % всего излучения приходится на инфракрасную область ( $\lambda > 760$  нм), а при 1800 К эта доля составляет 99%. Это обстоятельство имеет большое значение для окончательного объяснения причин изменения блеска.

В последние годы появилось много инфракрасных (680–3400 нм) наблюдений мирид, красных полуправильных и неправильных переменных: см. Эванс (1976), Кэтчпоул и др. (1979), Менесье (1981). Амплитуды в ближней инфракрасной области достигают нескольких звездных величин.

То, что все красные гиганты и сверхгиганты вообще и мириды в частности обладают протяженными оболочками и демонстрируют большую потерю массы, обусловленную звездным ветром, впервые детально исследовал Дейч (см. подробнее обсуждение у Реймерса, 1977).

Большая потеря массы подтверждается и наличием в молодых скоплениях (Гиадах и даже Плеядах) маломассивных звезд на поздней стадии эволюции (белые карлики). В этих звездных скоплениях только наиболее массивные звезды способны уйти с главной последовательности, так что белые карлики должны быть результатом очень большой потери массы.

О наличии околосредней оболочки и потери массы у красных переменных можно судить по многим признакам:

1. В спектрах с большим разрешением видно доплеровское смещение в фиолетовую сторону ядер линий металлов с малым потенциалом

возбуждения. Это показывает, что холодный газ над фотосферой расширяется со скоростью 5–25 км/с.

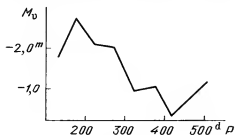
2. Присутствие эмиссии пылевых частиц в инфракрасной области спектра (силикаты на 9,7 и 18 мкм, карбид кремния на 11,2 мкм, углеродная пыль в R-, N- и C-звездах). Инфракрасный избыток в излучении мирид может быть объяснен как результат тепловой эмиссии горячей пылевой околозвездной оболочки.

3. У многих объектов данного типа протяженная околозвездная оболочка проявляет себя частично через тепловую эмиссию и частично через мазерную эмиссию околозвездных молекул, а именно OH, H<sub>2</sub>O, SiO и CO (см., например, Дикинсон и др., 1978; Перси и Феррари-Тониоло, 1980; Кларк и др., 1981; Уэльс и Сахаи, 1986; Кнапп и др., 1986). Объяснение происхождения этих линий, наблюдаемых методами радиоастрономии, увело бы нас очень далеко; эти линии очень удобны при измерении движений в оболочке, так как их доплеровское смещение может быть определено очень точно (ошибка около  $\pm 1$  км/с). Это позволяет оценить даже скорость потери массы, значения которой составляют  $10^{-5}$ – $10^{-7} M_{\odot}/\text{год}$ . Кафатос и др. (1977) показали, что с увеличением периода увеличивается и скорость потери массы долгопериодических переменных.

4. Наконец, потеря массы звездой может быть зарегистрирована еще одним способом. Если у мириды или полуправильной переменной имеется оптический спутник, то на его спектр могут накладываться сильные линии поглощения расширяющейся околозвездной оболочки главной звезды. Измерение их полуширин и доплеровских смещений позволяет определить скорость потери массы, что и было сделано для полуправильной переменной  $\alpha$  Her (Реймерс, 1977).

Работы Вуда (1979) и Вильсон (1981) также касались вопросов полумпирического и теоретического исследования проблемы потери

Рис. 28. Зависимость период – светимость для мирид спектрального класса M (по Освальдсу и Рисли, 1961).  $M_v$  – средняя визуальная абсолютная величина в максимуме блеска



массы. По полученным оценкам потеря массы у пульсирующих звезд поздних спектральных классов, индуцированная ударными волнами, в 40 раз сильнее, чем постепенная (вызванная излучением) у постоянных звезд. Подробнее с наблюдениями и теорией потери массы холодными звездами можно ознакомиться в обзоре Дюпре (1981).

Абсолютные величины мирид, полуправильных и неправильных красных переменных в первую очередь определяются по статистическим параллаксам, полученным по объектам с известными собственными движениями и лучевой скоростью. Широко известны классическая работа

Таблица 23

Зависимость период — светимость для мирид

$P$	$M_V$	$M_J$	$M_H$	$M_K$	$M_L$
91–149 <sup>d</sup>	-1.6	-3.4	-4.2	-4.4	-4.8
150–199	-3.0	-5.8	-6.6	-7.0	-7.4
200–249	-1.8	-5.7	-6.5	-6.9	-7.3
250–299	-1.6	-6.0	-6.8	-7.3	-7.7
300–349	-1.3	-5.6	-6.5	-6.9	-7.4
350–399	-0.8	-5.7	-6.6	-7.1	-7.7
400–612	-1.0	-5.7	-6.5	-6.8	-7.3

Освальдса и Рисли (1961) и работы цитируемых ими предшественников. Освальдс и Рисли определили зависимость период — светимость, представленную на рис. 28. Визуальная абсолютная величина мирид лежит в интервале примерно от 0 до  $-3^m$ , для реже встречающихся мирид спектральных классов C и Se  $M_V$  равно  $-1,4$  и  $-1,6^m$  соответственно. Позднее зависимость период — светимость для мирид изучали Клейтон и Фист (1969), Фой и др. (1975) и Селис (1986). Робертсон и Фист (1981) и Фист (1984а) исследовали зависимость период — светимость для болометрических и инфракрасных абсолютных величин. В табл. 23 приведены их основные результаты. В работе Селиса (1986) приводится трехмерная зависимость между периодом, спектром и визуальной абсолютной величиной. С помощью зависимости  $P-S_p-M_V$  мириды можно использовать в качестве точных индикаторов расстояния при изучении структуры Галактики (глава 7). После того, как с помощью современной техники несколько лет назад удалось обнаружить и исследовать много мирид в Большом Магеллановом Облаке, стало возможным определить простым способом форму зависимости период — светимость мирид точно так же, как это уже было сделано для звезд типа  $\delta$  Цефея (см. раздел 5.2).

**Причины изменений блеска.** Как уже отмечалось, исчерпывающего объяснения причин изменения блеска не существует. Ясно, что определенный вклад вносят пульсации. Пульсационная константа  $Q$ , об определении которой говорилось в связи со звездами типа  $\delta$  Цефея, для мирид равна  $0,096^d$ . Но у мирид появляется еще один источник переменности — это изменение прозрачности внешних слоев, обусловленное образованием углеродных частиц. Считается, что такие частицы играют определенную роль и в межзвездном поглощении. В результате звездные атмосферы периодически замутняются "дымом" и "сажей", и управляет этим процессом пульсация. Поглощенная энергия переизлучается в более длинноволновом диапазоне в виде тепла. Этим и объясняется небольшая болометрическая амплитуда. Как уже отмечалось, максимум блеска соответствует минимальному диаметру, т.е. максимальной плотности во внешних слоях. При этом возникают предпосылки для диссипации слоя поглощающих частиц. Большое значение имеет то, что сверхгиганты лежат около естественной границы стабильности, и в этой области малых изменений потока энергии, выходящего из внутренних слоев звезды,

достаточно, чтобы дать большой эффект во внешних слоях. Это, в частности, касается полуправильных и неправильных переменных сверхгигантов, подобных  $\alpha$  Her и  $\alpha$  Ori (Бетельгейзе), детально описанных в разделе 2.2.2. (Недавно стало известно, что взаимодействие  $\alpha$  Ori с тесным спутником существенно увеличивает эту нестабильность — Каровска и др., 1986.) В этой связи нужно упомянуть одно исследование, подтверждающее приведенную интерпретацию. Стеббинс и Хаффер (1930) провели фотоэлектрические наблюдения 190 звезд спектральных классов M0 — M6, не являвшихся известными переменными, и у трети из них нашли изменения блеска с амплитудой  $0,1^m$  и больше. Они сделали вывод, что красных гигантов с действительно постоянным блеском, вероятно, не существует. В случае подтверждения этого предположения переменность должна быть нормальным состоянием таких звезд, и в качестве объяснения напрашиваются приведенные выше соображения. К такому же заключению можно прийти, основываясь на работе Рихтера и др. (1961).

Нужно отметить, что возникновению графитовых частиц в атмосферах N-звезд посвящено довольно много работ. Начало было положено изучением происхождения межзвездного вещества (Хойл и Викрамасинг, 1962). Фридеман и Шмидт (1967) подтвердили результат Хойла и Викрамасинга и показали, что графитовые частицы могут вносить свой вклад в изменение поглощения во внешних областях звезд, а повышение температуры в процессе пульсаций может вновь привести к испарению частиц.

Стадия эволюции. Построенные модели указывают, что мириды расположены на так называемой "асимптотической ветви гигантов" диаграммы Герцшпрунга—Рессела. Как уже упоминалось, из их оболочек происходит значительная потеря вещества. Учитывая это, некоторые авторы обсуждают возможность дальнейшей эволюции мирид в сторону симбиотических звезд или планетарных туманностей; см. Вуд (1974), Кафатос и др. (1977) и Вильсон (1980, 1981).

Исходя из распределения наблюдаемых периодов мирид в окрестностях Солнца Кан и Вьятт (1978), Вильсон (1980) и Вьятт и Кан (1983) попытались при помощи теории эволюции, пульсационной теории и теории потери массы проследить позднюю эволюцию этих объектов до белых карликов или планетарных туманностей. Они построили теоретическое распределение масс белых карликов (остающихся после окончательной потери звездой околозвездной оболочки). Упомянутые авторы нарисовали следующую картину эволюции: маломассивные звезды главной последовательности (с массой приблизительно  $1 M_{\odot}$ ) становятся миридами в конце своего эволюционного пути, после чего они превращаются в белых карликов, непосредственно или через стадию планетарной туманности. Напротив, массивные звезды (несколько масс Солнца), согласно этой теории, не должны проходить стадию мирид.

В теории эволюции еще много нерешенных проблем, касающихся переменных звезд спектральных классов S, R, N, C. По мнению некоторых авторов эти звезды возникают в результате непродолжительной стадии эволюции, когда из-за полного перемешивания химические элементы, образовавшиеся во внутренних слоях звезды, выносятся на поверхность

или же из-за значительной потери массы становятся видны внутренние слои звезды. Всесторонний обзор данных о переменных углеродных звездах представлен в книге Алксне и Икауниекса (1971).

### 2.2.2. Полуправильные, неправильные переменные и звезды типа RV Тельца

Переход от мирид к полуправильным звездам и далее к неправильным переменным настолько плавный, что это затрудняет однозначную классификацию. Физические свойства различных подгрупп так похожи, что их можно обсуждать вместе.

Полуправильные и неправильные переменные обычно являются красными гигантами и сверхгигантами, хотя иногда встречаются и представители более ранних спектральных классов F, G, K. Различают четыре группы полуправильных — SRa, b, c, d (SR—semiregular), две группы неправильных — Lb, c и две группы звезд типа RV Тельца (рис. 29–36) со следующими характеристиками.

SRa: Гиганты спектральных классов M, C и S, отличающиеся от настоящих мирид нередко лишь меньшей амплитудой. Кривые блеска очень переменны, а периоды в основном такие же, как и у мирид. Эмиссионные линии в спектре встречаются реже. Типичный представитель этой группы — уже упоминавшаяся звезда Z Aqr.

SRb: Полуправильные гиганты спектральных классов K, M, C и S. Кривая блеска циклична, но время от времени цикл нарушается. Изменения блеска в это время неправильны. Затем цикличность восстанавливается, и изменения могут быть описаны средним периодом, но с изменившейся фазой.

SRc: Сверхгиганты спектральных классов G8–M6, показывающие почти неправильные волнообразные изменения блеска с малой амплитудой, прерываемые интервалами практического постоянства блеска. В эту группу входят некоторые хорошо изученные яркие звезды, прежде чаще всего причислявшиеся к неправильным переменным.

SRd: Желтые гиганты и сверхгиганты спектральных классов F–K. Группа по своему составу не однородна. Сюда входят объекты, похожие на долгопериодические звезды типа W Девы, но показывающие иногда отклонения от правильных изменений блеска, как, например, S Vul; звезды, ранее считавшиеся звездами типа RV Тельца, и звезды, у которых два значения периода сменяют друг друга через нерегулярные промежутки времени. Бонд и др. (1984) выделили маленькую группу маломассивных, бедных металлами F-сверхгигантов, расположенных на очень высоких галактических широтах и находящихся на поздней стадии эволюции, и назвали их звездами типа 89 Геркулеса. Ферни (1986) предположил, что некоторые из этих объектов, которые он называет звездами типа UU Геркулеса, пульсируют нерадиально — этот феномен обсуждается в разделе 2.3. Вопрос о том, относится ли S Vul к звездам типа UU Геркулеса или является звездой типа  $\delta$  Цефея, в настоящее время еще не решен (Тёрнер и др., 1986).

Lb: Медленные, неправильные переменные звезды средних и поздних спектральных классов (от F до M, C и S), в основном гиганты. Харак-

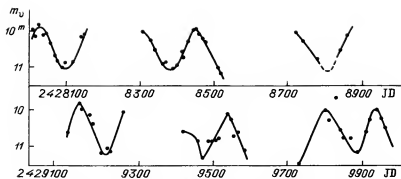


Рис. 29. Кривая блеска Z Aqr (по Пейн-Гапошкиной); тип SRa

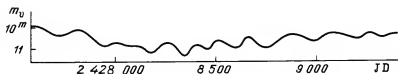


Рис. 30. Кривая блеска CQ Cas (по Байеру); тип SRb

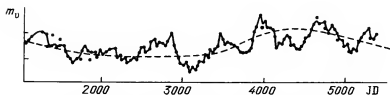


Рис. 31. Кривая блеска  $\mu$  Ser (по Цесевичу); тип SRc

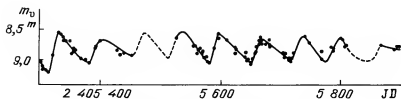


Рис. 32. Кривая блеска S Vul (по Шёнфельду); тип SRd

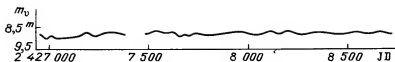


Рис. 33. Кривая блеска SO Cyg (по Байеру); тип Lb

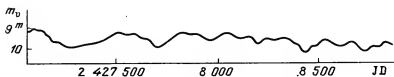


Рис. 34. Кривая блеска TZ Cas (по Байеру); тип Lc

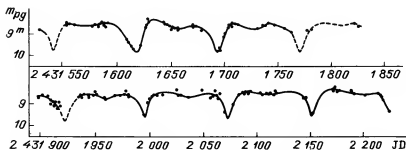


Рис. 35. Кривая блеска V Vul (по Анергу); тип RVa

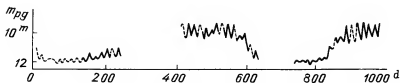


Рис. 36. Кривая блеска SX Cep (оценки блеска сделаны в Гарвардской обсерватории); тип RVb



терны медленные изменения блеска без каких-либо или с очень слабыми признаками периодичности. То же самое можно сказать и о следующей группе.

Lc: Медленные, неправильные переменные сверхгиганты поздних спектральных классов.

RV: Переменные типа RV Тельца принадлежат к спектральным классам F—K. Типичная кривая блеска очень характерна и по форме напоминает кривую звезд типа  $\beta$  Лиры, но с относительно резким максимумом. Через некоторое время вторичный минимум становится глубже и превращается в главный, так что иногда кривая блеска становится похожей на кривые типа  $\delta$  Цефея. Наряду с такими звездами, обозначаемыми RVa (рис. 35), существует и группа RVb (рис. 36), у которой типичные для всех звезд типа RV Тельца изменения блеска накладываются на волну с очень большим периодом, и суммарная амплитуда может достигать 5 звездных величин. В спектре видна эмиссия водорода около максимума блеска и наблюдаются смещения, свидетельствующие о сильном расширении. Хотя среди переменных типа RV Тельца встречаются звезды, похожие на переменные других типов, типичные представители этого класса очень характерны. Правильно было бы включать в эту группу только те объекты, в отношении типа переменности которых нет сомнений.

Типичные представители: SRa—Z Aqr,  $\alpha$  Sco; SRb—V UMi, AF Cyg; SRc— $\alpha$  Ori,  $\mu$  Cep,  $\alpha$  Her; SRd—S Vul, UU Her, 89 Her=V441 Her; Lb—CO Cyg, BY Ser; Lc—TZ Cas; RVd—AC Her (75,5<sup>d</sup>), V Vul (75,7<sup>d</sup>), TW Cam (85,6<sup>d</sup>), R Set (140,7<sup>d</sup>); RVb—SX Cen (32,9<sup>d</sup>; 600<sup>d</sup>), DF Cyg (49,8<sup>d</sup>, 780<sup>d</sup>), AI Sco (71,0<sup>d</sup>, 965<sup>d</sup>); R Sge (70,6<sup>d</sup>; 1112<sup>d</sup>), RV Tau (78,7<sup>d</sup>, 1224<sup>d</sup>), U Mon (92,3<sup>d</sup>; 2320<sup>d</sup>). В скобках даны периоды.

Красные полуправильные и неправильные звезды (например,  $\alpha$  Ori,  $\alpha$  Her,  $\alpha$  Sco) имеют диаметры того же порядка, что и мириды (см., например, Уелтер и Уорден, 1980). То, что даже для индивидуальных звезд могут сильно расходиться значения диаметра, найденные различными методами (по потоку излучения, по интерферометрическим измерениям), не удивительно. У звезд такой низкой плотности трудно даже определить само понятие поверхности. Неопределенность параллаксов у звезд типа o Кита затрудняет определение диаметров и увеличивает среднюю ошибку.

Согласно Джою (1942) и Вильсону (1942), SRb-звезды спектрального класса M имеют ту же среднюю светимость, что и Lb-звезды такого же спектрального класса. Кроме того, у этих групп в пределах ошибок в среднем совпадают не только градиенты галактической плотности и кинематические данные, но и спектральные характеристики. Поэтому можно предположить, что различия между ними имеют прежде всего не физическую, а фотометрическую природу.

Тем не менее, в группы SRb и Lb объединены объекты с весьма различными свойствами, поэтому звезды эти могут быть подразделены по крайней мере на три подгруппы (см., например, Рихтер, 1967а).

Чаще всего встречаются гиганты спектрального класса M (например, AF Cyg) со средним периодом около 160 суток. Пространственное распределение в Галактике и большая пространственная скорость указывают, что большинство таких объектов принадлежит к промежуточному населению II типа.

Гиганты спектральных классов С и S (например, UX Cas) имеют средний период 280 суток. По пространственному распределению и средней скорости они принадлежат к населению I типа.

Существует также маленькая группа так называемых СН-звезд, т.е. звезд класса С со спектральными особенностями (например, V Ari, TT CVn). Они имеют очень большие пространственные скорости и принадлежат к крайнему населению II типа.

Средние фотографические абсолютные величины:

SRa, SRb и Lb спектрального класса M  $0^m$

SRc и Lc спектрального класса M  $-4$

SRa, SRb и Lb спектрального класса N  $+1$

SRa, SRb и Lb спектрального класса S  $0$

SRd  $-1$ .

Согласно Селису (1986) у SRa- и SRb-звезд, впрочем, как и у мирид, существует зависимость между спектральным классом и средним фотографическим абсолютным блеском. Приведем несколько примеров:  $-2,5^m$  для спектрального класса M1;  $-1,7^m$  для M4;  $+0,2^m$  для M6;  $+1,8^m$  для M7. По Фисту (1980) для SRc-звезд зависимость период — светимость имеет вид

$$M_{bol} = -7,20 \lg P + 12,8.$$

Абсолютная фотографическая величина звезд типа RV Тельца в максимуме блеска оценивается как  $-0,3^m$  (Джой, 1952; Барнс и Дю Пуи, 1975).

По абсолютным величинам видно, что группы SR и RV отнюдь не являются однородными. Классификация подобных звезд очень сложна. Приведенное выше, заимствованное из ОКПЗ деление не единственно возможное. Один из наиболее опытных наблюдателей этих звезд Байер (1948) предложил другой способ формирования групп, который лег (с некоторыми изменениями) в основу классификации Шнеллера (1952). Трудности классификации связаны с тем, что она должна основываться не только на видимых изменениях, но и учитывать недостаточно изученные до сих пор физические свойства звезд.

Звезды типа RV Тельца, в отличие от мирид, SR- и L-звезд, не являются источниками радиоизлучения в линиях молекулы OH (Боуэрс и Корнет, 1984).

Таблица 24

Распределение спектральных классов мирид, полуправильных (SR) и неправильных (L) переменных

Спектр	Мириды	SR	L	Процент
K	1	59	42	5
M	865	507	402	80
S	48	18	16	4
R.N.C	53	99	108	11
Всего	967	683	568	100

Физические процессы, происходящие в звездах типа RV Тельца, все еще до конца не поняты. *Депре* и *Ходсон* (1976) попытались объяснить причину чередования амплитуд, используя математическую модель переменной во времени и значительной по масштабу конвекции. Модельные интерпретации рассматривал также *Даусон* (1979).

*Икауниекс* (1971) подробно описал все проблемы, касающиеся медленных переменных звезд. Детальный обзор объектов спектральных классов R, N и C приведен в работе *Алксне* и *Икауниекса* (1971); см. также *Алкснис* и *Алксне* (1977).

В табл. 21 дано распределение периодов, а в табл. 24 — распределение спектральных классов полуправильных и неправильных звезд в сравнении с меридами.

### 2.3. ЗВЕЗДЫ С НЕРАДИАЛЬНЫМИ ПУЛЬСАЦИЯМИ

Нерадиальные пульсации уже упоминались в разделе 2.1.4 как одна из причин переменности некоторых звезд типа  $\delta$  Щита. Предполагается, что по поверхности звезды распространяются поперечные волны небольшой амплитуды, вызывающие слабые изменения блеска, доступные обычно лишь фотозлектрическим приемникам. Этот процесс легко описать математически, но физика процесса, механизмы его возбуждения, связь с теорией эволюции звезд еще до конца не ясны. Возможно, причиной нерадиальных колебаний являются приливные явления, обусловленные существованием звезды-спутника. Однако сейчас нет наблюдательных свидетельств, что все звезды с нерадиальными пульсациями являются членами двойных систем.

В следующих двух разделах мы расскажем о формальных причинах, заставивших предположить наличие таких колебаний.

#### 2.3.1. Звезды типа $\beta$ Цефея

Переменные звезды типа  $\beta$  Цефея (называемые также звездами типа  $\beta$  Большого Пса) образуют на диаграмме Герцшпрунга — Рессела резко очерченную группу со спектральными классами B0,5—B2 и классами светимости IV или III. Амплитуда изменения блеска обычно составляет  $0,1^m$  в визуальной области, а период — от трех до семи часов. Между кривой лучевой скорости и кривой блеска (их периоды равны) наблюдается смещение, так что наибольшая скорость в направлении наблюдателя приходится на фазу 0,25 на кривой блеска. Приблизительно у половины известных звезд типа  $\beta$  Цефея существует модуляция изменений блеска. Это объясняют наложением двух немного различающихся периодов. Из списка, составленного *Стеркеном* и *Ержикиевичем* (1980) и содержащего 37 объектов, мы произвольно выбрали 13 звезд не слабее  $m_v = 4,0^m$ . Они представлены в табл. 25..

Наиболее короткий период — у IS Vel = HD68324 ( $0,108^d$ , *Стеркен* и *Ержикиевич*, 1980, с. 106), а наиболее длинный — у  $\beta$  Сеп, включенной в табл. 25 (*Балона*, 1977). Судя по всему, зависимости период — светимость у этих звезд не существует. Эта особенность приводит к идее о том, что главные фотометрические периоды звезд типа  $\beta$  Цефея могут

Таблица 25

Яркие звезды типа  $\beta$  Цефея

Звезда	$m_V$	Спектр	$P$	Звезда	$m_V$	Спектр	$P$
$\delta$ Oph	3,3	B2IV	0,1405 <sup>d</sup>	$\kappa$ Sco	2,4	B1,5III	0,1999
$\gamma$ Peg	2,8	B2IV	0,1518	$\lambda$ Sco	1,6	B1,5IV	0,2137
$\beta$ Cru	1,3	B0,5III	0,1605	$\sigma$ Sco	2,9	B1III	0,2468
$\epsilon$ Cen	2,3	B1III	0,1696	$\beta$ CMa	2,0	B1III—III	0,2513
$\nu$ Eri	4,0	B2III	0,1735	$\alpha$ Lup	2,3	B1,5III	0,2599
$\alpha$ Vir	1,0	B1IV	0,1738	$\beta$ Cen	0,6	B1III	0,30
$\beta$ Cep	3,2	B1III	0,1905				

принадлежать множеству нерадиальных пульсаций" (Стеркен и Ержикивич, 1980, с. 123; см. также Ержикивич и Стеркен, 1979).

Ержикивич (1978) опубликовал анализ наблюдений звезды DD Lac (12 Lac) с подробным изложением методики; особое внимание он уделил возникновению эквидистантных частот (частота = количество циклов изменения блеска за сутки =  $1/P$ ), уже упоминавшихся нами в связи со звездами типа  $\delta$  Щита.

При этом было отмечено, что, как показал уже Леду (1951), соседние частоты у переменных с нерадиальными пульсациями могут возникать в результате медленного вращения звезды. Если при расчете модели звезды предполагается наличие колебаний, происходящих симметрично относительно оси вращения, то любая возможная частота вычисляется по формуле

$$f_m = f - mk\Omega \quad (m - \text{целое}),$$

где  $f$  — частота одного из стационарных нерадиальных колебаний,  $\Omega$  — угловая скорость звезды и  $k$  — параметр, зависящий, в частности, от ее внутренней структуры ( $m$  может принимать значения из области, определяемой значением  $f$ ). При фиксированном значении основной частоты  $f$  оказывается, что разность двух последовательных соседних вторичных частот постоянна,  $f_m - f_{m+1} = k\Omega$ . В таких случаях говорят об "эквидистантных" частотах, и это понятие является важной характеристикой нерадиальных пульсаций у медленно вращающихся звезд. Если  $m < 0$ , то волны, соответствующие частоте  $f_m$ , распространяются в направлении вращения; если  $m > 0$ , они бегут в обратном направлении. Когда  $\Omega = 0$  (звезда не вращает-

Таблица 26

Периоды звезды 12 Lac типа  $\beta$  Цефея

$i$	$f_i$ , сутки <sup>-1</sup>	$P_i$ , сутки	$i$	$f_i$ , сутки <sup>-1</sup>	$P_i$ , сутки
1	5,1793	0,1931	4	5,3347	0,1875
2	5,0665	0,1974	5	10,5140	0,0951
3	5,4901	0,1821	6	4,2405	0,2358

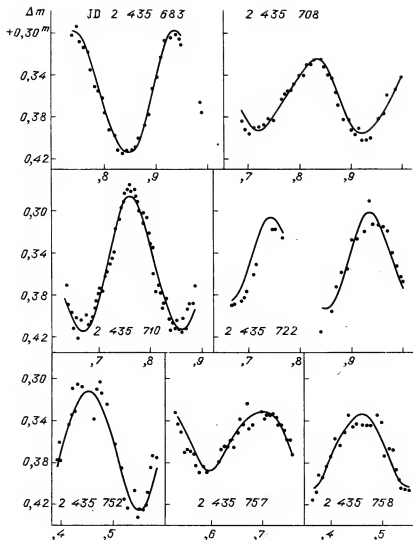


Рис. 37. Кривая блеска (в желтой области спектра) звезды 12 Лас, переменной типа  $\beta$  Цефея. Точки соответствуют фотоэлектрическим измерениям, полученным во время международных кооперированных наблюдений. Сплошная линия представляет теоретическую кривую, вычисленную по частотам, приведенным в табл. 26 (по Ержикивичу, 1978)

ся), это явление не наблюдается; можно также показать, что быстрое вращение разрушает эффект.

Ержикович, основываясь прежде всего на спектральных характеристиках, определил у DD Lac (12 Lac) частоты, приведенные в табл. 26 (их значения немного округлены и выражены в количестве циклов за сутки;  $P_i$  — соответствующие периоды). Из таблицы видно, что  $f_4 - f_1 = f_3 - f_4$  (эквидастантный триплет); существуют также суммарная частота  $f_1 + f_4 = f_5$ , частота  $f_2$ , являющаяся гармоникой другой основной частоты  $f$  (см. формулу выше), и частота  $f_6$ , происхождение которой неясно. Этот пример демонстрирует сложность кривой блеска, которая характерна и для других звезд типа  $\beta$  Цефея. Некоторые участки кривой блеска 12 Lac показаны на рис. 37.

Несмотря на интенсивные исследования, причина переменности этого типа еще не известна. Во всяком случае, использование зоны ионизации, например  $\text{He}^+$ , в качестве возбуждающего механизма, как в случае звезд с классическими пульсациями, видимо, невозможно, так как при высокой температуре ранних В-звезд эти зоны лежат очень близко к поверхности и не могут быть достаточно эффективными.

В связи со звездами типа  $\beta$  Цефея в последнее время обсуждаются по крайней мере две новые группы переменных спектрального класса В (*Ле Контель* и др., 1981). Первая группа — это четыре переменные (амплитуды  $\approx 0,02^m$ !) со спектрами около В2 IV или V и с очень короткими периодами ( $0,02-0,03^d$ ), одна из которых —  $\chi$  Cen (*Якате*, 1979). Вторая группа неоднородна и состоит из В-звезд главной последовательности и гигантов с фотометрическими периодами больше  $0,3^d$ , малой амплитудой (несколько сотых звездной величины) и довольно неправильной кривой блеска. Типичным представителем этой группы считается V469 Per = 53 Per. Мы не будем более детально обсуждать эти две группы, так как их статус еще окончательно не установлен. Вторая группа может содержать несколько недостаточно изученных В-звезд с короткоциклической переменностью (см. раздел 3.4.2).

### 2.3.2. Звезды типа ZZ Кита

Звезды типа ZZ Кита являются переменными белыми карликами. Большинство из них имеет спектральный класс DA ( $D = \text{white dwarf} = \text{белый карлик}$ ), температура их поверхности около 12 000 К, масса — около  $0,6 M_{\odot}$ , а плотность — около  $1 \text{ млн. г/см}^3$  (см. раздел 1.2). Характерное время цикла переменности 100–1000 с, максимальная амплитуда  $0,3^m$ . Первый переменный белый карлик был случайно обнаружен *Ландольтом* (1968) во время фотометрического исследования звезд в направлении темной туманности в Тельце. Звезда была внесена в список возможных белых карликов, составленный Аро и Лейтеном, под обозначением HL Tau — 76, а с 1971 г. называется V441 Tau. Ее амплитуда (около  $0,3^m$ ) — наибольшая из известных до сих пор. В то же время ZZ Cet — прототип, по имени которой с 1974 г. называется вся группа, показывает изменения блеска немногим более  $0,01^m$ . Кривые блеска похожи на кривые мультипериодических классических пульсирующих звезд, отличаюсь только по масштабу изменений. Можно сравнить, например, кривую блеска ZZ Psc, звезды типа ZZ Кита, на рис. 38 с кривой AQ Leo на рис. 13. Уже

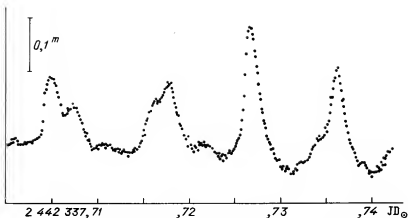


Рис. 38. Кривая блеска ZZ Psc — звезды типа ZZ Кита (по Петтерсену, 1980)

при вычислении пульсационной постоянной  $P\sqrt{\rho/\rho_{\odot}}$  становится очевидным, что нельзя говорить о наличии нормальных радиальных пульсаций. Для приведенных выше данных эта величина достигает  $5^d$ , хотя обычное значение  $Q = 0,03^d$ . В современных моделях учитывают и нерадиальные пульсации, но и при этом интерпретация остается достаточно сложной.

Все известные до сих пор звезды типа ZZ Кита являются мультипериодичными; у отдельных объектов можно одновременно обнаружить более двадцати периодов. Разности частот иногда имеют такой же характер, как у звезд типа  $\beta$  Цефея. Стабильность периодов существенно различается у разных звезд и охватывает весь диапазон от исключительно высокой стабильности (относительное изменение равно  $10^{-12}$ ) до заметной переменности в течение нескольких часов.

В подробных обзорах, например Ханзен (1980) и Петтерсен (1980), приведено 13 переменных типа ZZ Кита, известных на сегодняшний день (табл. 27). Непривычные обозначения (столбец 1) взяты из каталогов слабых голубых звезд, объектов с большим собственным движением и т.п. Как и следовало ожидать, эти звезды очень слабы, что наряду с их короткими периодами предъявляет высокие требования к фотоэлектрической аппаратуре, необходимой для их наблюдений.

Фотоэлектрические измерения Макгроу (1979), проведенные в специальной многоцветной системе (в системе Стрёмгрена), показали, что изменения блеска V411 Тау и ZZ Psc в пределах ошибок измерений могут быть объяснены только колебаниями температуры; радиус объектов остается постоянным. Это может быть прямым указанием на то, что на звездах типа ZZ Кита радиальных пульсаций нет. Тем любопытнее, что на диаграмме Герцшпрунга — Рассела эти переменные лежат на продолжении полосы нестабильности классических пульсирующих звезд. Они занимают как раз тот диапазон температур, в котором при эволюционном остывании белых карликов в их внешних областях образуется зона ионизации водорода. Робинсон и Макгроу (1976) на основании этого предположили, что и у таких переменных пульсациями управляет все тот же каппа-механизм (раздел 2.1.2).

Таблица 27

## Переменные типа ZZ Кита

Звезда		Основные периоды	Средняя амплитуда	V
название	обозначение			
L 19-2	MY Aps	114; 192 с	0,03 <sup>m</sup>	13,75 <sup>m</sup>
R 548	ZZ Cet	213; 274	0,012	14,10
G 117-B15A	RY LMi	216; 312	0,05	15,52
BPM 31594	VY Hor	310; 617	0,21	15,03
GD 385	PT Vul	252; 564	0,03	15,50
GD 99	VW Lyn	260; 590	0,07	14,55
G 207-9	V470 Lyr	292; 318; 557; 739	0,06	14,64
HL Tau-76	V411 Tau	494; 625; 746	0,28	14,97
BPM 30551	AX Phe	298; 823	0,22	15,26
R 808	TY CrB	833	0,15	14,36
G 29-38	ZZ Psc	820; 930; 1020	0,27	13,10
G 38-29	V468 Per	929; 1020	0,22	15,63
GD 154	BG CVn	780; 1186	0,10	15,33

В то время, как у обсуждавшихся до сих пор переменных типа ZZ Кита спектрального класса DA водород является преобладающим в атмосфере (как и у других нормальных звезд), у редких белых карликов классов DB и DO основным элементом является гелий. Видимо, среди звезд класса DB также встречаются объекты с нерадиальными пульсациями. Это видно на примере GD 358 = V 777 Her, недавно открытой *Вингетом* и *Ван Хорном* (1982). Ее амплитуда достигает 0,3<sup>m</sup>, и в интервале между 140 и 950 с найдено 26 периодов. Механизм возбуждения и физические особенности пульсаций могли бы быть такими же, как и у звезд класса DA.

Возможно, совершенно новый тип переменных был открыт *Макгроу* и др. (1979) при помощи специального фотометра на многозеркальном телескопе, состоящем из шести зеркал диаметром 1,8 м каждое, на обсерватории Маунт Хопкинс в США. У звезды 14-й звездной величины PG 1159-035 = GW Vir они нашли переменность примерно синусоидальной формы с двойной периодичностью. Периоды составляют 460 и 539 с. Амплитуда изменений блеска очень мала, но уверенно определяется и равна 0,03<sup>m</sup>. Интересно, что спектр свидетельствует о температуре поверхности не ниже 120 000 К. В спектре не видно никаких следов водорода; имеется только непрерывный спектр и одна эмиссионная линия HeII. Температура этой, очевидно, вырожденной, звезды значительно выше, чем у белых карликов. Эволюционная стадия и причины переменности были исследованы *Кавалером* и др. (1985а, б). Авторы исследования считают, что звезда находится на стадии до белого карлика ("pre-white dwarf"). Наблюдаемое при этом уменьшение периода можно объяснить эволюционным сжатием и связанным с ним ускорением вращения. *Визмаэл* и др. (1985) полагают, что такие объекты можно рассматривать как очень горячие звезды класса DO.



## ЭРУПТИВНЫЕ ПЕРЕМЕННЫЕ

Под этим названием мы будем понимать звезды, переменность блеска которых полностью или хотя бы частично обусловлена эруптивными, или взрывообразными, процессами.

Такая переменность часто характеризуется быстротечными иррегулярными колебаниями блеска или вспышками блеска большой амплитуды. Это не исключает причисления к эруптивным переменным и менее броских форм, если есть основания предположить сходные физические причины.

В зависимости от того, имеют ли место эруптивные, взрывообразные, процессы в околосредной оболочке, в приповерхностных слоях или внутри звезды, является ли звезда одиночной или членом двойной системы, находится ли она под влиянием сильного или слабого магнитного поля; эруптивные переменные подразделяют на несколько физически различных групп.

Для эруптивных переменных в последние годы прибавилось очень много наблюдательного материала, прежде всего в результате спектральных исследований и наблюдений в нетрадиционных спектральных областях, благодаря чему мы заметно продвинулись в понимании физики процессов у разных типов звезд.

Вспомним следующее.

— О существовании рентгеновских двойных звезд и пульсаров в середине шестидесятых годов не было известно вообще.

— Открытие, что большинство эруптивных переменных являются источниками жесткого и мягкого рентгеновского излучения, и появившаяся только в последние годы возможность наблюдений в коротковолновом ультрафиолете значительно способствовали пониманию физики этих интересных объектов (см. Кордова и др., 1981а и 1981б и ссылки в этих работах).

— Было установлено, что звезды типа U Близнецов, очевидно, не являются просто продолжением группы новых звезд в сторону малых амплитуд, меньших энергий вспышек и коротких интервалов между вспышками. Обе группы явно различаются.

— Наконец, показано, что, имея в распоряжении только кривую блеска, звезду не всегда удастся однозначно отнести к одной из физических групп эруптивных переменных. Приведем три примера.

Звезда WZ Sge на основе фотометрии относится к типичным повторным новым (1913, 1946, 1978 гг.) с амплитудой блеска около 8 величин.

Спектральное поведение вспышки 1978 г., напротив, является характерным для звезд типа U Близнецов. Еще Маклафлин (1945) заметил, что WZ Sge по причине большого собственного движения должна находиться от нас на относительно близком расстоянии и поэтому не может быть настоящей новой. Все другие повторные новые, наблюдавшиеся спектрально, имеют во время вспышки спектр, характерный для новых звезд. Заметим, что и другие наблюдательные данные для WZ Sge не типичны для новых.

Второй пример — новая Лебедя 1975 г. (V 1500 Cyg). На основе необычной для новых амплитуды, составляющей более  $18^m$ , некоторые авторы относили ее к галактическим сверхновым. Однако спектральные наблюдения, а также быстрое падение блеска после максимума противоречат этому выводу.

Третий пример: звезда FU Ori первоначально принималась за типичную, очень медленную новую. И только более тщательные исследования показали, что эволюционно этот объект необходимо отнести к очень молодым звездам.

### 3.1. ЭРУПТИВНЫЕ ДВОЙНЫЕ ЗВЕЗДЫ

#### 3.1.1. Катаклизмические переменные — обзор

Если расстояние между компонентами двойной звезды очень мало, скажем, приблизительно равно диаметру большего из компонентов, то приливные силы вследствие гравитационного взаимодействия очень велики, а из-за быстрого орбитального движения обеих звезд возникает сильная центробежная сила. При достижении границы стабильности (границы Роша) для большей по размерам и менее плотной звезды из этого, так называемого вторичного, компонента начинает истекать вещество, обычно через внутреннюю точку Лагранжа  $L_1$ . Точные расчеты орбит (траекторий)

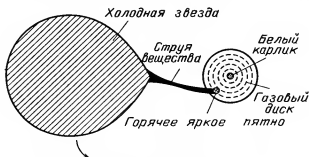


Рис. 39. Модель эруптивной двойной звезды (по Робинсону)

отдельных истекающих частиц показали, что, по причине сохранения момента количества движения, высокий процент частиц собирается в газовом диске (английский термин "accretion disk") вокруг более плотного "первичного" компонента или, при наличии сильного магнитного поля, на самом первичном компоненте (рис. 39). Описание геометрических соотношений, встречающихся у двойных звезд в зависимости от массы, плотности и взаимного расстояния компонентов, будет дано в главе 4.

Таблица 28

Схема эруптивных двойных звезд

Первичный компонент	Вторичный компонент			
	Главная последовательность (или субгигант)	Гигант	Белый карлик	Нейтронная звезда
Главная последовательность (или субкарлик)	-	симбиотические звезды (повторные новы)	-	-
Белый карлик	сильное магнитное поле	полярны (AM Her), новые (V 1500 Cyg)	симбиотические звезды (Z And, очень медленные новые)	AM CVn
	слабое магнитное поле	карликовые новые (U Gem), новые, звезды типа UX Большой Медведицы		
Нейтронная звезда	сильное магнитное поле	маломассивные рентгеновские пульсары (HZ Her)	массивные рентгеновские пульсары, симбиотические рентгеновские звезды (V 2116 Oph)	маломассивные рентгеновские пульсары (KZ TrA) (PSR 1913 + 16)
	слабое магнитное поле	рентгеновские барстеры, рентгеновские новые		
Массивный компактный объект (> 3 солнечных массам)	?	V 1357 Cyg (Cyg X-1)	-	-

С 1938 г. для эруптивных звезд вошло в обиход название "катаклизмические переменные" (см., например, *Пейн-Гапошкина*, 1977а). Это название происходит от греческого "kataklysmos", что означает "наводнение, потоп, катастрофа". Тем самым хотели подчеркнуть, что эти объекты время от времени захлестывает поток энергии и массы, которые высвобождаются или медленно, или внезапно и (иногда) могут оказывать на объект катастрофические воздействия. К сожалению, эта группа объектов не получила в астрономической литературе единого определения, что в отдельных случаях может приводить к путанице. В нашей книге мы намерены придерживаться наиболее часто употребляемого определения. К катаклизмическим переменным мы относим все те двойные системы, в которых находятся во взаимодействии красный карлик (или субгигант) и белый карлик (см. разделы 3.1.2–3.1.4). Такими системами, как мы увидим далее, являются новые, а также звезды типов U Близнецов и AM Геркулеса. К катаклизмическим переменным в узком смысле мы не будем относить симбиотические звезды, рентгеновские двойные звезды и сверхновые. Это, конечно, не совсем последовательно, так как именно для сверхновых в полной мере справедливо выражение "захлестывание потоком энергии и массы". Табл. 28, предвосхищая следующие разделы, дает на основе современных представлений информацию о том, за счет каких звездных компонентов реализуются различные группы эруптивных двойных звезд. Здесь и далее для однозначности мы будем первичным называть более компактный компонент. В литературе иногда используются другие определения, особенно для симбиотических и рентгеновских двойных звезд.

Так называемые "классические взаимодействующие затменные звезды" (interacting eclipsing binaries) не причисляют к эруптивным двойным звездам. Обмен масс и эруптивная активность у этих звезд выражены относительно слабо, их описание дано в главе 4.

Квазары, которые согласно современным предположениям могут представлять собой крупномасштабную форму катаклизмических переменных (при этом аккреционный диск не однороден, а имеет ясно выраженную облакообразную структуру и подпитывается не одним спутником, а множеством распадающихся звезд), будут рассматриваться в разделе 5.3 (Активные галактики).

### 3.1.2. Новые

**Классификация.** Появление "новой звезды" означает, что совершенно неожиданно вспыхивает звезда там, где до этого, часто даже в телескоп, не было видно никакой звезды. Яркое состояние обычно продолжается несколько суток, а через несколько недель – срок бывает различным в зависимости от максимального блеска и от других причин – звезда вновь исчезает для невооруженного глаза. На несведущего наблюдателя такое явление производит большое впечатление, ибо он склонен считать звездное небо неизменным. Ему трудно себе представить, что тело, подобное Солнцу, вдруг появляется и снова исчезает. Новые с высоким видимым блеском бывают довольно редко. С 1900 г. наблюдались три особо примечательных явления такого рода: новая GK Per 1901 (0,2<sup>m</sup>), новая V 603 Aql

Таблица 29

Распределение амплитуд новых звезд

Интервал амплитуд	Классические новые	Повторные новые	Интервал амплитуд	Классические новые	Повторные новые
6 – 7 <sup>m</sup>	2	0	11 – 12	12	0
7 – 8	2	3	12 – 13	4	0
8 – 9	6	2	13 – 14	6	0
9 – 10	8	0	14 – 15	3	0
10 – 11	11	1	15 – 16	1	0

1918 ( $-1,1^m$ ) и новая CP Pup 1942 ( $0,5^m$ ). Обратим внимание, что новая V 603 Aql была только немного слабее Сириуса, а две другие почти достигли блеска Веги.

С научной точки зрения это явление выглядит, конечно, по-другому. На месте новой чаще всего удастся на старых фотографических снимках найти слабую голубую звездочку – предновую. А после взрыва, обычно лишь по прошествии нескольких лет, достигается состояние, называемое постновой и характеризующееся рядом спектральных особенностей.

Различия в ходе изменения блеска обуславливают необходимость различать несколько типов. Амплитуды блеска лежат чаще всего в пределах от 7 до 16 звездных величин, однако скорости подъема и спада могут сильно отличаться от звезды к звезде (табл. 29). Формы кривых блеска тоже могут быть весьма разными. В настоящее время выделены следующие четыре группы.

На – быстрые новые. Подъем блеска очень крутой, продолжается одни или несколько суток; на спаде уровень блеска, на три звездные величины слабее максимального, достигается не позднее чем через 110 су-

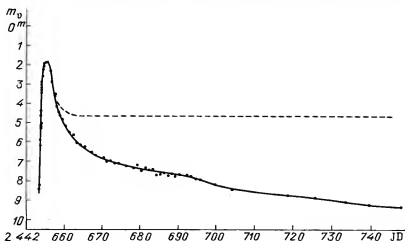


Рис. 40. Кривая блеска новой V1500 Cyg (1975) по Янгу и др. (1976); штриховая линия дает ход болометрической светимости по Трурану; тип Na

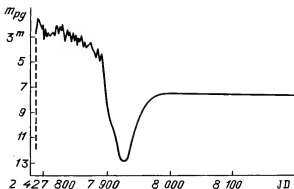


Рис. 41. Кривая блеска новой DQ Her (1934); тип Nb

ток, а чаще всего намного раньше. Примерами являются новая GK Per 1901, новая V 603 Aql 1918 и в качестве предельного случая новая V 1500 Cyg 1975 (рис. 40).

Nb — медленные новые. Спад блеска на три звездные величины занимает более ста суток. Некоторые новые этой группы через четыре—пять месяцев после максимума имеют глубокий широкий минимум с последующим повторным подъемом блеска до уровня, который приблизительно соответствовал бы регулярному, спокойному спуску.

Примеры: T Aur 1891, DQ Her 1934 (рис. 41), V 732 Sgr 1936, V 450 Cyg 1942.

Nc — очень медленные новые. Прототип этой группы, RT Ser, медленно поярчала до величины  $10.5^m$  в 1915 г., сохраняла этот блеск почти 10 лет, после чего начала очень медленно слабеть, достигнув  $14^m$  в 1942 г. Спектральные наблюдения однозначно подтверждают отнесение объекта к новым звездам (рис. 42).

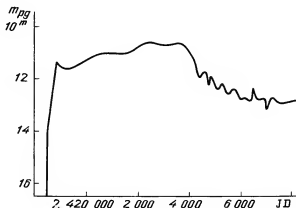


Рис. 42. Кривая блеска новой RT Ser (1909); тип Nc

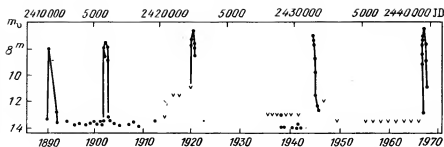


Рис. 43. Кривая блеска новой Т Рух по Мейолл (1967); тип Nr

Nr — повторные новые (рис. 43). Речь идет о новых, у которых наблюдались повторные вспышки. В конечном счете, очевидно, все новые являются повторными. И то, что у большинства новых до сих пор наблюдалась только одна вспышка, может в большинстве случаев оказаться связанным с очень длинными интервалами между вспышками. В табл. 30 приведены данные об известных повторных новых.

В литературе иногда встречается еще одна группа:

Ni — новоподобные переменные. Имеется в виду очень разнообразная, неоднородная группа звезд, для которых, вследствие недостаточности фотометрических и спектральных данных, плохо выражена принадлежность к одной из перечисленных выше групп. Чаще всего это, вероятно, новые звезды в минимуме блеска, у которых в исторические времена не наблюда-

Таблица 30

Повторные новые

Название	Величина в максимуме	Амплитуда $A$	Годы вспышек	Средний промежуток, годы	Тип	Спектр вторичного компонента
V 394 CrA	7,5 <sup>m</sup>	10,5 <sup>m</sup>	1949, 1987	38	быстрая	?
T CrB	2,0	8,6	1866, 1946	80	быстрая	gM3
RS Oph	4,3	7,2	1898, 1933 1858, 1967, 1985	22	быстрая	gM6 (?)
T Rux	7,0	7,1	1890, 1902, 1920, 1944, 1966	19	медленная	главная последовательность?
V 1017 Sgr	7,2	7,1	1901, 1919, 1973	36	медленная	G5III
U Sco	6,7	10,6	1863, 1906, 1936, 1979, 1987	31	быстрая	dK (?)

лись вспышки. Иногда это могут быть полярные или неопознанные симбиотические звезды (см. раздел 3.1.6) или же фотометрически нетипичные звезды типа U Близнецов (звезды типа UX Большой Медведицы, см. раздел 3.1.3).

Далее, существует понятие "карликовая новая". Это выражение по причинам, указанным в начале раздела 3.1.3, используется для звезд типа U Близнецов, подробнее описанных в том же разделе.

**Обозначения.** Обозначения новых очень неоднородны. Пока было известно только несколько случаев, звезды называли по созвездию и году вспышки, например новая Персея 1901. Если в одном созвездии наблюдалось несколько новых, их обозначали  $N_1$ ,  $N_2$  и т.д. Первоначально явно господствовало мнение, что новые представляют собой нечто особенное, а не просто разновидность переменных звезд. Но с тех пор как, благодаря успехам в области физики звезд, признали их принадлежность к переменным звездам, им задним числом дали соответствующие обозначения. Так, новая Персея 1901 тождественна переменной GK Per, новая Геркулеса 1934 — это переменная DQ Her, новая Лебедя 1975 — это V1500 Cyg. Мы используем параллельно оба обозначения.

**Наблюдаемые явления.** Процесс развития вспышки новой в видимой спектральной области выглядит следующим образом. Предновая — это голубой (горячий) объект, часто со слабой, беспорядочной переменностью блеска (только в очень редких случаях переменность достигает двух звездных величин, например у звезды V 446 Her). Каталог всех известных кривых блеска новых до взрыва дает Робинсон (1975). Подъем чаще всего очень крутой, с возрастанием блеска на 7–10 звездных величин за время менее суток. Непосредственно перед максимумом наблюдается короткая задержка или слабый спад блеска, после чего происходит последний подъем приблизительно на две величины. Максимум чаще всего острый — конечно, за исключением очень медленных новых типа RT Змеи. Спад блеска после максимума протекает вначале гладко до величины, приблизительно на  $3,5^m$  слабее максимальной. После этого начинаются энергичные квазипериодические колебания с амплитудой около одной звездной величины. В большинстве случаев одна волна длится 5–10 суток, но встречаются и примеры беспорядочной переменности блеска. У медленных новых это состояние кончается крутым спадом до промежуточного минимума. За ним следует второй крутой подъем, после чего продолжается спад со слабыми флуктуациями. У нормальных быстрых новых эта фаза достигается при затухании квазипериодических колебаний. Переход к фазе медленного спада в обоих вариантах происходит, когда блеск становится ниже максимального примерно на  $6^m$ . Звезда очень медленно приближается к квазистабильному состоянию экзотической (постновой). Оно приблизительно соответствует состоянию предновой, часто с быстротечными колебаниями блеска малой амплитуды.

Здесь необходимо указать на источник ошибок в классификации. При обнаружении такой переменной возникает опасность отнести ее к группе звезд типа T Тельца или родственным им объектам, так как быстрая, беспорядочная переменность блеска в общем характерна для звезд типа T Тельца. Только тщательное спектральное исследование (или случайная вспышка блеска!) могут решить эту проблему.



Статистика. Согласно *Пейн-Гапошкиной* (1957, 1977б), известно 177 новых звезд, но только 61 из них наблюдалась в минимуме блеска. В табл. 29 дано распределение амплитуд этих последних. Наибольшие амплитуды, более 16,6 и 18,8<sup>m</sup> соответственно, имели новая Кормы 1942 и новая Лебедя 1975.

Значения амплитуд классических новых чаще всего лежат в интервале 11–12 величин, у повторных новых амплитуды меньше 10 звездных величин. Данные, однако, искажены в сторону малых амплитуд, так как две трети всех новых в минимуме блеска не наблюдались.

Таблицы *Пейн-Гапошкиной* (1957, 1977б) содержат время вспышки, видимые величины в максимуме и минимуме блеска, галактические координаты. Из-за короткой продолжительности события очень редко удается действительно охватить наблюдениями сам максимум. Но все же из очень регулярного хода кривой блеска в первой части спуска можно с хорошей уверенностью оценить значения максимальной величины. Список, опубликованный тем же автором (1958), содержит 81 объект с относительно хорошими наблюдениями.

Средняя абсолютная величина новых в максимуме блеска принимается равной  $-7,6^m$ ; она, конечно, зависит от точности определения расстояний. Кроме обычных, т.е. астрометрических и астрофизических методов определения расстояний, можно назвать еще два, очень важных для изучения новых. Один из них состоит в том, что скорость расширения сброшенной газовой оболочки можно измерить, с одной стороны, в виде лучевой скорости (в км/с), а с другой стороны, в виде прироста диаметра газового диска в угловой мере (угл.сек./год). Вторая возможность связана с наблюдениями новых в других звездных системах. Из-за своей большой светимости вспышки новых могут наблюдаться, например, в туманности Андромеды М 31, в спиральных туманностях М 33 и М 81, в Магеллановых Облаках и в других системах, расстояние до которых известно. Отдельные значения, полученные разными методами, лежат в интервале от  $-6,7$  до  $-8,2^m$ ; они могут быть в какой-то степени искажены селекцией.

*Дюрбек* (1981) приводит список кривых блеска, абсолютных величин и расстояний для галактических новых. Он нашел, что средняя абсолютная величина в максимуме блеска до медленных новых составляет  $-6,4^m$ , для быстрых новых  $-9,4^m$ .

Разница амплитуд между быстрыми и медленными новыми статистически уверенно не установлена.

Поначалу кажется неожиданным, что и Берто, и Пейн-Гапошкина получили наибольшие амплитуды для объектов с наибольшим видимым блеском. С уменьшением амплитуды падает и видимый максимальный блеск. Пейн-Гапошкина предлагает три возможных объяснения, но дело, вероятно, в тривиальном эффекте селекции. А именно, у новой со слабой видимой величиной невозможно установить наличие большой амплитуды, так как такие звезды в минимуме блеска слишком слабы даже для больших инструментов. Предположим, новая имеет в максимуме блеска видимую величину, равную  $8^m$ . При амплитуде в 15 величин новая будет около 23-й величины в минимуме блеска.

*Архипова и Мустель* (1975) собрали информацию о фотометрических наблюдениях новых в разных спектральных областях.

**Повторные новые.** Определение повторным новым (Nr) было дано в начале этой главы; воспользуемся случаем описать их несколько подробнее. Еще Брух и др. (1981) указали на неоднородность группы повторных новых. В то время как вторичные компоненты у Т Рух и U Sco, как и у классических новых, являются звездами главной последовательности или субгигантами, Т CrB, RS Oph и V1017 Sgr имеют спутники-гиганты, что очень роднит их с симбиотическими звездами (раздел 3.1.6).

Вообще говоря, предполагается, что классические новые в действительности тоже являются повторными, но с очень длинными (быть может, на порядки величины более длинными) интервалами между вспышками, так что в исторически обозримые промежутки времени второй вспышки не ожидается. Интервалы времени между двумя вспышками оцениваются в  $10^4 - 10^7$  лет.

В табл. 30 приведены данные о всех известных повторных новых. Веббинк (1978) дает каталог всех до сих пор измеренных звездных величин повторных новых в полосах U, B, V, R, I, J, H, K, L, M, N. Обсуждение известных данных о спектрах повторных новых можно найти у Барлоу и др. (1981).

В табл. 30 не были включены следующие объекты. Звезда WZ Sge ( $m_{\max} = 7,2^m$ ,  $A = 9^m$ , вспышки в 1913, 1946, 1978 гг.) фотометрически напоминает повторную новую, но на основе спектральных данных относится к звездам типа U Близнецов (см. раздел 3.1.3). То же самое справедливо для звезды VY Aqr ( $m_{\max} = 8,0^m$ ,  $A = 8^m$ ), которая, согласно последним исследованиям Макиота, Венцеля, Рихтера, М. Лиллер и др., имела вспышки в 1907, 1929, 1934, 1941, 1942, 1958, 1962, 1973, 1983, 1986, 1987 гг. Вспышки у RZ Leo ( $m_{\max} = 11,5^m$ ,  $A = 6^m$ ) наблюдались в 1918 и 1984 гг. Отмечается сходство с WZ Sge. Остается открытым вопрос, реальны ли предполагаемые поярчания в 1935, 1952 и 1976 гг. (Рихтер, 1985). Звезда V616 Mon ( $m_{\max} = 11,3^m$ ,  $A = 8,7^m$ , вспышки в 1917 и 1975 гг.) является так называемой рентгеновской новой (раздел 3.1.7).

Для объектов с тремя и более вспышками получаются следующие интервалы времени между вспышками: для RS Oph — 35, 25, 9, 18 лет; для Т Рух — 12, 18, 24 и 22 года; для V1017 Sgr — 18 и 54 года; для U Sco — 43, 30, 43 и 8 лет. Видно, что наблюдаемые промежутки времени для одной и той же звезды не одинаковы. (Можно, конечно, легко допустить, что некоторые вспышки, например приходящиеся на дневное время видимости звезды, остаются незамеченными.) Существует явная зависимость среднего промежутка времени между вспышками от амплитуды вспышки: для двух звезд с амплитудами в интервале  $8-10^m$  промежутки равны 50 годам, для трех звезд с  $A \approx 7^m$  он составляет 26 лет.

Подобная зависимость найдена и для звезд типа U Близнецов (с более короткими промежутками между вспышками); подробнее об этом речь пойдет позднее. В таблице есть как быстрые, так и медленные новые. Из сказанного ясно, насколько ценными могут быть регулярные наблюдения старых новых, особенно с малыми амплитудами вспышек (см. конец раздела 3.1.2). В среднем меньшие по сравнению с "классическими" новыми амплитуды вспышек повторных новых объясняются не только меньшей интенсивностью вспышек, но и тем фактом, что вторичными

компонентами некоторых повторных новых являются звезды-гиганты. Вторичный компонент, будучи намного ярче белого карлика, сильно "поднимает" блеск системы в минимуме между вспышками, уменьшая наблюдаемую амплитуду во время вспышки.

В 1979 г. впервые удалось проследить вспышку повторной новой (U Sco) фотометрически и спектрально, как в видимом, так и в ультрафиолетовом диапазонах спектра (см. Барлоу и др., 1981).

**Спектр в минимуме блеска.** Довольно много исследований посвящено спектральному поведению новых звезд во время вспышки блеска и после нее. Для этого имеется несколько причин. Во-первых, новую можно безошибочно классифицировать только при наличии спектра, в то время как на основе одной лишь кривой блеска, особенно для слабых объектов, вполне возможна неверная классификация (можно спутать со звездами типа U Близнецов, симбиотическими переменными, сверхновыми и даже со звездами типа Миры Кита). Далее, именно исследование спектров — континуума, а также быстропеременных интенсивностей и ширин, доплеровских смещений эмиссионных и абсорбционных линий — дает основную информацию о скоротечных физических процессах в моменты спокойствия и вспышки.

У большинства "классических" и повторных новых после возвращения звезды в состояние минимума блеска в конце вспышки (см. далее рис. 53г) наблюдается горячий непрерывный спектр (континуум) с заметными, более или менее широкими, эмиссионными линиями водорода, HeI, HeII, и CaII, при этом линии HeI часто бывают очень слабы. Кроме того, на хороших спектрограммах обнаруживаются линии дважды ионизованного азота и углерода (группа линий NIII — CIII у  $\lambda = 465$  нм). В спектрах некоторых новых виден континуум без эмиссионных линий, это случается при использовании малоинформативных спектров низкой дисперсии.

Некоторые повторные новые имеют "симбиотический" спектр (на спектр с эмиссионными линиями накладывается спектр гиганта класса G, K или M с абсорбционными линиями). На спектр "классической" новой GK Per накладывается спектр звезды главной последовательности или субгиганта класса K2. Можно предположить, что все новые (на возможные исключения мы укажем в конце раздела 3.1.5) имеют слабого холодного спутника, просто его линии поглощения чаще всего заливаются горячим непрерывным спектром.

Подробное описание спектральных характеристик в минимуме блеска и во время вспышки с указанием многочисленных литературных ссылок для каждого объекта дано в публикациях Уорнера (1976) и Пейн-Гапошкиной (1977б).

Спектры некоторых слабопеременных объектов похожи на спектры новых звезд. Например, спектр звезды V Sge очень напоминает спектр U Sco (см. Барлоу и др., 1981). Возможно, мы в этих случаях имеем дело с новыми звездами, вспыхивавшими в доисторическое время, которые, быть может, вспыхнут снова в ближайшем или далеком будущем. Звезда AM CVn (см. раздел 3.1.3) является, быть может, окончательно потухшей новой, которая, согласно Уорнеру и Робинсону (1972), истратила на вспышки весь "запас горючего".

До сих пор мы описывали спектры бывших новых звезд. Так как вспышка новой всегда является непредсказуемым событием, не удивительно, что только для трех классических новых известны спектры до их вспышки: новой V603 Aql (1918) по Кеннон (1920); новой V533 Her (1963) по Стефенсону и Герру (1963) и Гётцу (1965); новой HR Del (1967) по Стефенсону (1967) и Гётцу (1968). Ни в одном из спектров не обнаружено эмиссионных линий, континуум соответствует спектру более или менее голубой звезды.

Таким образом, спектры большинства бывших новых звезд отличаются от до сих пор известных спектров трех предновых. Однако необходимо учесть следующее. Во-первых, остается неясным, являются ли эти три объекта показательными для всех предновых. Далее, все спектры предновых получены с объективными призмами, при этом спектральные детали могли быть потеряны уже только вследствие недостаточной дисперсии. Вспомним, что в спектрах некоторых бывших новых, снятых тоже с низкой дисперсией, также не обнаружено эмиссионных линий.

Остается надеяться, что в будущем мы станем располагать более качественными спектрами предновых; это важно для понимания физических процессов, происходящих в новых звездах в период до взрыва.

**Спектральное поведение во время вспышки.** Маклафлин обнаружил, что спектральное развитие вспышки у всех новых приблизительно одинаково. Это привело к введению для новых спектрального класса Q, разные стадии развития обозначались от Q0 до Q9. Одновременно с падением блеска звезды ее спектр претерпевает серию изменений, при которых группы эмиссионных линий сменяются другими, с более высоким потенциалом ионизации, и эта картина спектрального развития довольно тесно связана с ходом кривой блеска (рис. 44). Перед описанием от-

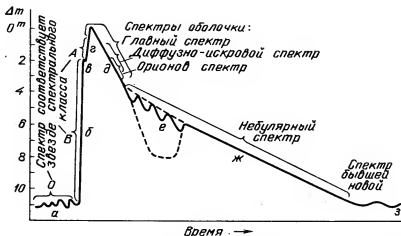


Рис. 44. Схематическая кривая блеска новой с указанием спектральной стадии согласно Псковскому (1978): а — предновая, б — подъем, в — пауза перед максимумом; г — окончание подъема, д — начинающийся спад, е — переходная стадия, ж — окончательный спад, з — бывшая новая

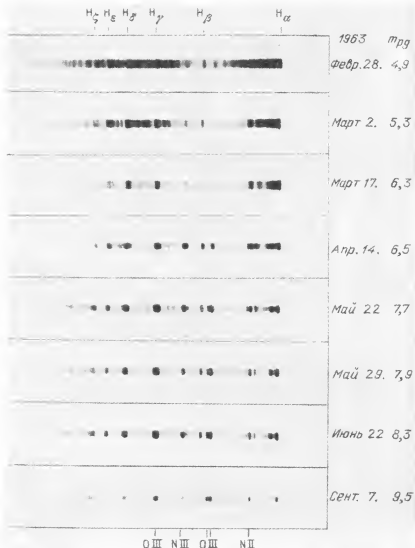


Рис. 45. Спектральное развитие новой V 533 Her (1963) по Гётцу, Зоннеберг. Обратите внимание на сложный профиль водородных линий (абсорбционных и эмиссионных) и на запрещенные линии ионов кислорода и азота

дельных стадий спектрального развития новой звезды, различаемых в настоящее время (рис. 45), укажем, что каждая из последующих стадий начинается еще до окончания предыдущей, так что в конечном счете могут сосуществовать несколько спектральных состояний (Пейн-Гапошкина, 1957 и Маклафлин, 1965).

1. *Предмаксимальный спектр.* В эпоху, начинающуюся примерно за двое суток до максимума и заканчивающуюся через несколько суток

после него, спектр новой звезды соответствует спектру нормальной звезды спектрального класса В, А или F. Линии поглощения в спектре почти всегда широкие, диффузные, наблюдается ультрафиолетовое смещение линий, которое можно объяснить эффектом Доплера: прозрачная газовая оболочка, окружающая новую, расширяется с большой скоростью. Части оболочки, видимые в проекции на излучающую непрерывный спектр горячую поверхность звезды, движутся на нас со скоростями около 100 – 1000 км/с и проявляются в спектре в виде линий, смещенных на соответствующую величину в фиолетовую сторону. Линии поглощения обычно вначале становятся глубже и уже, доплеровский сдвиг в некоторых случаях увеличивается, в других уменьшается. Предмаксимальный спектр сохраняется, быстро ослабевая, и небольшое время после достижения максимума блеска.

2. *Главный спектр.* Он появляется с момента достижения максимума блеска, после того как быстро расширяющаяся новая достигнет радиуса, равного приблизительно ста солнечным. Спектр напоминает спектр гиганта класса от А до F. Самый ранний спектральный класс новой звезды в максимуме блеска был зарегистрирован у новой V1500 Cyg (1975), это спектр В-звезды; самый же поздний, спектр К-звезды, был зарегистрирован у новой V1148 Sgr (1943).

С фиолетовой стороны абсорбционных линий медленно исчезающего предмаксимального спектра появляются новые, резкие линии поглощения (соответствующие доплеровскому смещению от –200 до –2000 км/с); с красной же стороны (без сдвига) появляются яркие, широкие эмиссионные линии сначала водорода, позднее ионизованного кальция (CaII) и железа (FeII). Эмиссионные линии широки, так как они образуются во всех частях ставшей между тем прозрачной расширяющейся оболочки: части, движущиеся на нас и от нас, образуют соответственно фиолетовую и красную половины линий, в то время как части, движущиеся перпендикулярно лучу зрения, создают центр линии. Через один или двое суток после максимума оболочки, вследствие расширения, уже настолько разрежена, что в спектре появляются запрещенные эмиссионные линии, прежде всего [OI], [NII], [OIII]. Вскоре после появления эти линии достигают большой интенсивности. Продолжительность видимости главного спектра сильно колеблется от звезды к звезде.

3. *Диффузно-искровой спектр.* Это состояние начинается еще перед значительным ослаблением главного спектра, после того как общий блеск упадет приблизительно на полторы звездных величины. Длительность состояния – от нескольких суток до нескольких недель. Эта третья система линий поглощения имеет еще больший фиолетовый сдвиг, чем предыдущие. Спектральные линии очень широки и очень размыты; вероятно, это признак сильной турбулентности в расширяющемся газовом облаке.

4. *Орионов спектр.* В орионовом спектре главенствуют линии поглощения, характерные для спектров "орионовых звезд" – звезд спектрального класса В в ассоциации Ориона. Видны линии HeI, OII, NII, CII; балмеровские линии водорода иногда отсутствуют. Смещение линий в фиолетовую сторону в большинстве случаев еще значительней, чем в диффузно-искровом спектре. Смещение часто квазипериодически меняется, отражая квазипериодические колебания скорости расширения, связанной, в свою очередь,

с колебаниями блеска. Наибольшая скорость всегда связана со вторичным минимумом кривой блеска. Орионов спектр содержит и эмиссионные линии — широкие и размытые. Они лучше всего видны во время вторичного минимума кривой блеска.

5. *Небулярная стадия.* После того как газовая оболочка, сброшенная новой, достаточно рассеется, постепенно исчезают последние абсорбционные линии предыдущих стадий. Спектр новой теперь очень похож на спектр планетарной туманности. Он состоит из ярких линий водорода, гелия и ряда запрещенных линий. В спектре видны небулярные линии 386,9 и 396,8 нм [NII], "линия полярного сияния" 436,3 нм [OIII], а также запрещенные линии ионизованного железа [FeII] — [FeVII]. В спектрах некоторых объектов, особенно у повторных новых, были обнаружены линии 13-кратно ионизованного железа ([FeXIV]; рис. 46)! Во время небулярной стадии у некоторых новых даже становится видимой расширяющаяся газовая туманность; расширение можно проследить оптически. В этих немногих случаях предоставляется возможность довольно надежного определения расстояния до объекта, поскольку, как уже указывалось, расширение туманности можно измерить не только вдоль луча зрения (лучевая скорость, км/с), но и в перпендикулярном направлении (тангенциальная скорость, угл. сек./год). Надо, конечно, убедиться, что измеряется действительно тангенциальное расширение туманности, а не распространение света в уже существовавшей туманности. Но и в случае измерения угловой скорости тангенциального распространения света (угол. сек./год), соответствующей, как известно, линейной скорости

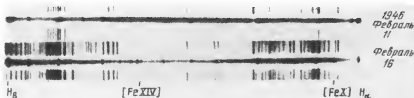


Рис. 46. Спектрограмма повторной новой Т СгВ вскоре после максимума (1946, 9 февраля). Обратите внимание на "корональные" линии высокоионизованного железа (по Маклафлину)

$3 \cdot 10^5$  км/с, получается довольно точный метод определения расстояния. До сих пор в пятнадцати случаях удалось наблюдать расширяющуюся оболочку, в четырех случаях — распространение света.

6. *Стадия постновой.* После возвращения новой в "нормальное" состояние минимума блеска завершается небулярная стадия и вид спектра соответствует уже описанной выше стадии постновой. В этой стадии иногда, по крайней мере вначале, видны небулярные линии (или даже сама туманность), например у классических новых DQ Her (1934), GK Per (1901) и RW UMi (1956), а также у повторных новых Т СгВ и RS Oph.

На рис. 47 схематично показан разрез быстрой новой через трое и шестеро суток после визуального максимума вспышки. На рисунке указа-

ны отдельные части оболочки, ответственные за возникновение разных систем линий поглощения. Очень хорошее, подробное описание многочисленных спектров новых можно найти в сборнике "Novae, Supernovae, Novoides" (Centre National de la Recherche Scientifique, Paris, 1965).

Стоит указать, что оболочки новых сбрасываются не сферически-симметрично, а в форме экваторно-симметричных колец или конусов и двух полярных капель или струй. Они обсуждались *Пейн-Гапошкиной* (1977а) и недавно были обнаружены *Шара* и др. (1985) у старой новой

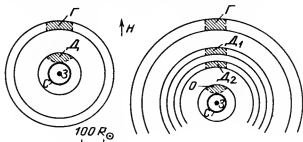


Рис. 47. Схематический разрез быстрой новой через трое суток (слева) и шесть суток после максимума. Стрелка Н показывает направление на наблюдателя; З — сама звезда; С — эффективная фотосфера (т.е. источник непрерывного спектра). В заштрихованных областях Д, Д<sub>1</sub>, Д<sub>2</sub> возникает "диффузно-искровой спектр", в области О — "орионов спектр" и в области Г — "главный спектр" (по *Маклафлину*, 1965)

СК Vul 1670 более чем через 300 лет после вспышки. Эти наблюдения удалось благодаря использованию в них ПЗС-техники с ее большой проникающей силой.

Стекание полярных капель удалось проследить через несколько лет после взрыва и у новой DQ Her (*Койнер*, 1941).

Пространственную модель новой V603 Aql (1918) для стадии примерно через год после взрыва можно найти у *Уивера* (1974).

Спектральный ход событий не всегда точно соответствует описанному выше, у каждой новой свои особенности.

Как мы видим, спектральные явления во время вспышки очень сложны и трудно обозримы. Но некоторые простые заключения можно сделать сразу же:

1. Газовые массы, выброшенные из новой с большой скоростью, свидетельствуют о том, что на звезде произошел сильный, взрывоподобный процесс.

2. Измеренные по сильному эффекту Доплера (фиолетовое смещение абсорбционных линий) скорости выброса, равные сотням и тысячам километров в секунду, значительно превышают скорость ухода, т.е. выброшенная оболочка покидает новую.

3. По количественным оценкам (на основе наблюдаемых интенсивностей спектральных линий) новая звезда во время взрыва теряет около  $10^{-5}$  своей массы и излучает около  $10^{45}$  эрг =  $10^{38}$  Дж энергии (*Струве*, 1962).



Довольно рано было замечено, что вспышка новой является результатом взрыва. Понять же физические причины, ведущие к взрыву, удалось только после открытия двойственности новых звезд (раздел 3.1.5).

**Положение новых в Галактике.** На вопрос о положении новых в Галактике совсем не просто ответить, так как, несмотря на большие амплитуды блеска, вероятность открытия новых очень невелика (см. раздел 6.3). Поэтому приходится иметь дело с весьма неполными данными.

На следующих двух рисунках дано распределение новых в нашей Галактике. На рис. 48 показано распределение новых в галактической плоскости. Галактические долготы в градусах указаны на краю рисунка. Расстояния от Солнца определены с помощью известного соотношения между максимальной светимостью во время вспышки и скоростью падения блеска (см. выше). На рисунке видна сильная концентрация новых в направлении к галактическому центру. (В области галактического центра и за ним точек мало, что в основном является следствием межзвездной экстинкции. Она наиболее велика в направлении на галактический центр, что приводит к поглощению света далеких от Солнца объектов.) В направлении на галактический антицентр ( $l = 180^\circ$ ) объектов мало. Такое распределение типично для старых объектов Галактики (население II).

На рис. 49 показана зависимость числа новых от расстояния  $z$  до галактической плоскости. Бросается в глаза сильная концентрация новых к галактической плоскости ( $z = 0$ ). Отчетливый провал между  $-100$  и  $+100$  пк не является реальным. Это результат уже упомянутой межзвездной экстинкции, особенно сильно проявляющейся в тонком слое близ галактической плоскости. Среднее наблюдаемое значение расстояния  $z$  рав-

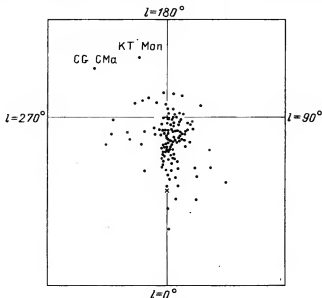


Рис. 48. Распределение новых в проекции на галактическую плоскость; + — положение Солнца, x — положение галактического центра (по Лейн-Гапошкиной, 19776)

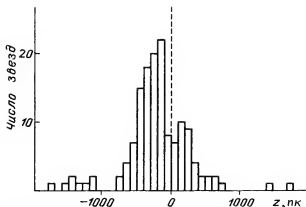


Рис. 49. Распределение  $z$ -расстояний галактических новых (по Пейн-Гапошкиной)

но 220 пк, такое значение типично для относительно молодых звезд (население диска). Это противоречит заключениям на основе рис. 48. Между концентрацией объектов к галактической плоскости и к галактическому центру существует (как указывает теория строения нашей Галактики, построенная на основе наблюдений) зависимость такого рода, что сильная концентрация к галактической плоскости связана со слабой концентрацией к галактическому центру (население I типа) и наоборот (население II типа).

Самым простым возможным объяснением обоих результатов может быть следующее: на рис. 48 и 49 мы не видим всех существующих новых. Как уже указывалось, во-первых, часть из них не видна из-за межзвездного поглощения; во-вторых, еще большая неполнота возникает из-за того, что много новых звезд не было открыто. При поисках (обсуждаемых в следующих разделах) переменных и новых звезд на фотографических пластинках с помощью блинк-компаратора часто предпочтение отдавалось областям, лежащим на низких галактических широтах и в направлении на центр. Таким образом, наблюдаемое распределение не обязательно совпадает с действительным.

Систематические поиски и случайные открытия на высоких галактических широтах показывают, что новые встречаются и на больших расстояниях, за границами рис. 49 (после названия объекта в скобках указано предполагаемое расстояние  $z$  в кпк): BD Pav (−3), RW UMi (+3), RR Cha (−4), RT Ser (+4), X Ser. (+5), U Sco (+6), V522 Sgr (−8), W Ari (−10), V1548 Oph ( $\approx +30$ ). Некоторые из этих объектов могут быть ошибочно классифицированы как звезды типа U Блинецов, т.е. в действительности более слабые и поэтому более близкие объекты. Надежными случаями, по-видимому, являются звезды RW UMi, RT Ser, U Sco и RR Cha.

Очень большие расстояния от центра материнской галактики (см. раздел 5.2.2) имеют некоторые несомненные новые в M 31 и M 33. Такие достойные внимания объекты, как это ни парадоксально, легче открывать в далеком гало M 31 и M 33, чем в гало нашей собственной Галактики. Это связано с тем, что достаточно одного снимка, чтобы сфотографировать гало

чужой галактики. Чтобы полностью охватить гало нашей Галактики, необходимо большое число снимков.

Резюмируя, можно сказать, что новые, по всей вероятности, встречаются во всех возрастных классах, т.е. они перекрывают диапазон от старого населения I типа до экстремального населения гало II типа.

Параллаксы и собственные движения новых неизмеримо малы. Поэтому для определения их расстояний необходимо привлекать другие методы (см. выше).

Список потенциальных повторных новых. Список новых в табл. 31 был представлен комиссией 27 МАС на съезде 1967 г. с призывом патрулировать эти объекты, чтобы как можно раньше заметить и наблюдать повторный подъем блеска. Два последних объекта таблицы взяты из списка *Пейн-Гапошкиной* (1977б), тоже содержащего потенциальные повторные новые. Выборка сделана на основе значений амплитуд, так как малые амплитуды статистически связаны с более короткими интервалами между вспышками (см. выше). Таким образом, речь идет об объектах с некоторой вероятностью повторной вспышки еще в этом столетии или несколько позднее. Здесь мы отсылаем читателя к разделу о повторных новых. В нашу таблицу мы не включили звезду IM Nor, так как после уточнения отождествления предновой выяснилось, что амплитуда этой новой составляет около  $12^m$ .

В кратком сопроводительном тексте к списку МАС названы еще звезды RT Ser и FU Ori. RT Ser (1909) является очень медленной новой с неизвестной амплитудой, звезда FU Ori — предельный случай звезд типа Т Тельца (см. раздел 3.3.2), т.е. очень молодая звезда. Оба объекта должны патрулироваться, хотя и с другими целями.

Ниже следуют несколько замечаний к отдельным звездам.

X Ser: Колебания блеска в минимуме достигают  $2^m$ ; среднее значение лежит у  $15,0^m$ . Кривая блеска напоминает кривую звезды Z And. Следует отметить, что звезда RR Tel перед вспышкой вела себя подобным образом. Поэтому X Ser заслуживает определенного внимания.

V999 Sgr: Через 26 лет после вспышки 1910 г. звезда имела величину  $16,6^m$ , блеск в максимуме составлял  $8,2^m$ .

FM Sgr: Принятый максимальный блеск  $8,0^m$  получен экстраполированием кривой блеска. Предновой может быть звезда 16 или  $17^m$ , поэтому амплитуда определена ненадежно.

Таблица 31

Потенциальные повторные новые

Новая	Год	Амплитуда	Новая	Год	Амплитуда
X Ser	1903	$6,0^m$	V1017 Sgr	1919	$7,0^m$
V999 Sgr	1910	8,4	FN Sgr	1925	5,0
FM Sgr	1926	8,5	HR Lyr	1919	8,5
V1016 Sgr	1899	6,5	EU Sct	1949	8,4
V 441 Sgr	1930	7,3	V841 Oph	1848	8,9
HS Sgr	1900	6,5	FS Sct	1952	5,7

V1016 Sgr: Нет уверенности в том, что звезда наблюдалась в самом максимуме блеска. С экстраполированной максимальной величиной, равной  $7,0^m$ , амплитуда составляла бы  $7,9^m$ .

V441 Sgr: Приведенное в таблице значение амплитуды рассчитано с максимальной величиной  $8,7^m$ , но и эта звезда в максимуме могла быть ярче, это приводит к амплитуде около  $8^m$ .

HS Sgr: Звездная величина предновой, согласно Вудс, равна  $16,5^m$ ; экстраполированное значение в максимуме, согласно Маклафлину, лежит около  $10,0^m$ .

V1017 Sgr: За прошедшее время подтверждено, что звезда является повторной новой. Предсказанная вспышка уже произошла в 1973 г. (см. также табл. 30). Этот объект, как мы увидим ниже, родственен симбиотическим звездам (раздел 3.1.6).

FN Sgr: Кроме вспышки в 1925 г., установлена вспышка в 1937 г. Спектр не противоречит предположению, что звезда относится к типу Z Андромеды (см. также табл. 34).

HR Lyr: Звезда очень активна, особенно в фотографической области. С 1947 по 1952 гг. ее блеск, согласно Розино, менялся между  $14,2$  и  $15,3^m$  без заметной регулярности.

EU Sct: Максимум был около  $8,6^m$ , нормальный блеск, согласно наблюдениям предновой с 1918 по 1949 гг. (Харвуд), составлял  $16,8^m$ .

V 841 Oph: В максимуме блеска объект достиг величины  $4,2^m$ .

FS Sct: В максимуме блеска объект имел величину  $10,9^m$ .

### 3.1.3. Звезды типа U Близнецов

**Классификация.** Большинство звезд типа U Близнецов, именуемых также карликовыми новыми, своими фотометрическими свойствами напоминают повторные новые, но меньшего масштаба явлений. При этом уменьшение масштаба относится как к амплитуде блеска, так и к промежуткам времени между вспышками.

Вопрос, означает ли это внешнее подобие вспышки также и физическое родство, мы обсудим несколько позднее. Фотометрически карликовые новые делятся на следующие четыре основные группы.

1. Звезды типа U Близнецов в более узком смысле (или типа SS Лебедя) с более или менее длительными интервалами покоя в состоянии около минимума блеска. Подъем блеска на несколько (от 2 до 8) звездных величин занимает 1 – 2 суток, спуск длится от нескольких суток до многих недель. Средний интервал времени между двумя вспышками, в зависимости от звезды, составляет приблизительно от 20 до нескольких тысяч дней (см. дальше рис. 79, сверху).

2. Звезды типа SU Большой Медведицы своим поведением вначале напоминают звезды типа SS Лебедя, показывая вспышки с интервалами от 10 до 200 суток. Но у них, кроме обычных максимумов блеска, через 3 – 10 циклов наблюдаются так называемые сверхмаксимумы, отличающиеся от обычных, кроме более высокого блеска, большей продолжительностью (рис. 50).

Временной интервал между двумя сверхмаксимумами сохраняется довольно хорошо, но меняется от объекта к объекту в пределах от  $134^d$

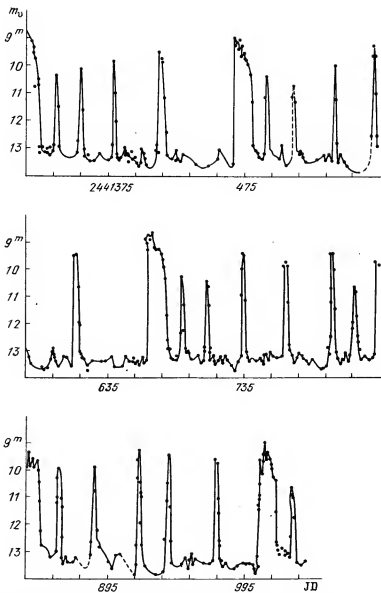


Рис. 50. Кривая блеска VW Hvi — звезды типа SU Большой Медведицы (по Бейтсону, 1974)

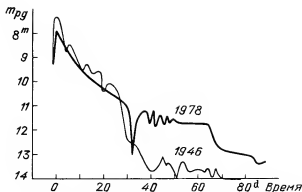


Рис. 51. Схематическая кривая блеска WZ Sge 1946 и 1978 гг.

(YZ Сnc) до более  $10000^d$  (WZ Sge). Во время сверхмаксимума у объектов наблюдаются периодические изменения блеска, так называемые "сверхгорбы" ("superhumps"). Несколько видов вспышек наблюдаются и у звезды SS Cyg, но из-за отсутствия "сверхгорбов" она не причисляется к типу SU Большой Медведицы.

Звезды типа U Близнецов с самыми длинными циклами называют еще звездами типа WZ Стрелы (Бейли, 1979). По кривым блеска их очень трудно отличить от повторных новых, но они отличаются по спектральным признакам (рис. 51).

Наибольшие средние продолжительности циклов имеют звезды WZ Sge (33 года,  $A = 9^m$ ) и RZ Leo (66 лет,  $A = 6^m$ ). Среди повторных новых самый короткий цикл имеет T Рух (19 лет,  $A = 7,1^m$ ).

Сама звезда WZ Sge относится к типу SU Большой Медведицы, до сих пор у нее не наблюдалось ни одной нормальной вспышки, только сверхвспышки.

3. Звезды типа Z Жирафа. Периоды покоя звезд в минимуме блеска настолько коротки, что почти все время наблюдается прерывность блеска.

Промежутки времени со вспышечной активностью иногда сменяются продолжительными интервалами почти постоянного блеска на среднем уровне звездной величины (рис. 52). Каждый интервал покоя всегда начинается на спаде кривой блеска и кончается дальнейшим спадом. При амплитуде блеска от 2 до 5 звездных величин средняя длина цикла  $C$  составляет 9 — 40 суток. Самый короткий цикл известен у звезды AM Cas ( $C = 9^d$ ,  $A = 2,9^m$ ).

Спектрально (см. ниже) звезды типов U Близнецов, SU Большой Медведицы и Z Жирафа отличаются друг от друга очень мало. Кажется обоснованным рассматривать их как физически довольно однородную группу.

4. Звезды типа UX Большой Медведицы иногда называют новоподобными. У них наблюдаются быстрые флуктуации блеска малой амплитуды, на которые в некоторых случаях накладывается переменность блеска за счет затмений. У некоторых таких переменных в спектре наблюдаются

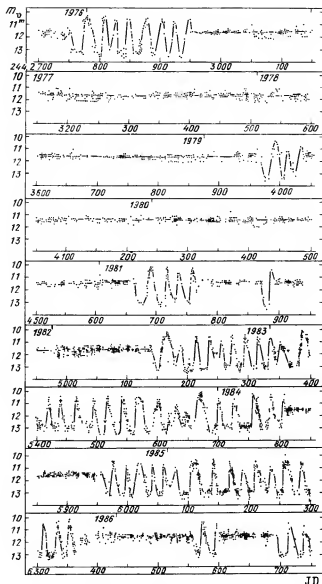


Рис. 52. Кривая блеска Z Cam, составленная Гюнтером и Швайцером (1982) и дополненная по наблюдениям Bull. AI-OEV № 20 – 39

широкие, неглубокие линии поглощения водорода и нейтрального гелия. Как мы увидим чуть ниже, подобными особенностями характеризуются во время вспышек спектры звезд типов U Блинецов и Z Жирафа. Не исключено, что в этих случаях мы имеем дело со звездами типа Z Жирафа, находящимися в затнувшемся состоянии покоя. Для некоторых объектов (TT Ari, VY Scl, KR Aur, MV Lyr, V751 Cyg) такое предположение, кажется, подтверждается. Так, звезда TT Ari, после пребывания по меньшей мере в течение 80 лет в состоянии максимального блеска, с 1979 по 1985 гг. проходила состояние минимального блеска, имея при этом спектр, типичный для звезд типа U Блинецов. Иногда объекты, у которых яркий нормальный блеск время от времени прерывается спадами блеска, называют карликовыми антиновыми или звездами типа VY Скулытора. Другие объекты с новоподобными спектрами, возможно, являются новыми, у которых в исторические времена вспышек не наблюдалось.

Среди звезд типа U Блинецов больше всего наблюдений имеется для звезд SS Cyg и Z Cam. В этом большая заслуга и астрономов-любителей.

Атлас южных и экваториальных карликовых новых опубликовали *Фогт и Бейтсон* (1981).

**Статистика.** *Кукаркин и Паренаго* (1934) первыми нашли линейную зависимость между логарифмом средней продолжительности цикла и амплитудой. При этом авторы специально включили в свою выборку две повторных новых, желая показать, что между этими двумя видами переменности нет существенной разницы. В настоящее время все же предполагается, что звезды типа U Блинецов имеют другой механизм вспышки, чем повторные новые (см. ниже). Таким образом, совпадение соотношений амплитуда — цикл для двух типов объектов является случайным. С тех пор соотношение Кукаркина — Паренаго много раз определяется заново. Работы *Ван Парадайса* (1985), *Антиповой* (1986) и *Рихтера* (1986) — одни из последних в этой области.

**Спектры.** Подробные описания многочисленных спектров карликовых новых в минимуме блеска и во время вспышки приводят (с большим количеством литературных ссылок) *Уорнер* (1976) и *Уильямс* (1983).

В большинстве случаев в спектрах звезд типа U Блинецов (в минимуме блеска) наблюдаются сильные эмиссионные линии бальмеровской серии водорода (линии часто широкие, до 2 нм) на фоне слабого голубого континуума (рис. 53а, б, в). Запрещенные линии отсутствуют. Большая ширина линий может быть интерпретирована доплеровским расширением из-за быстрого вращения газового диска (500 км/с и более). В случаях, когда ширина линий меньше, мы смотрим, очевидно, на один из полюсов вращения объекта (рис. 53а). Кроме того, присутствуют эмиссионные линии нейтрального гелия (HeI), слабые или средней интенсивности, а у некоторых объектов есть также слабая эмиссия ионизованного гелия (HeII). Только в исключительных случаях слегка намечаются линии дважды ионизованного азота и углерода (NIII, CIII): BV Pup, WZ Sge и TX Tri. У объектов с затменными кривыми блеска эмиссионные линии постоянно или временами раздвоены (рис. 53б; HT Cas, Z Cha, BV Cen, EM Cyg, U Gem, EX Hya, VW Hyl, WZ Sge). У части объектов на описанный спектр налагается спектр поглощения звезды главной последовательности



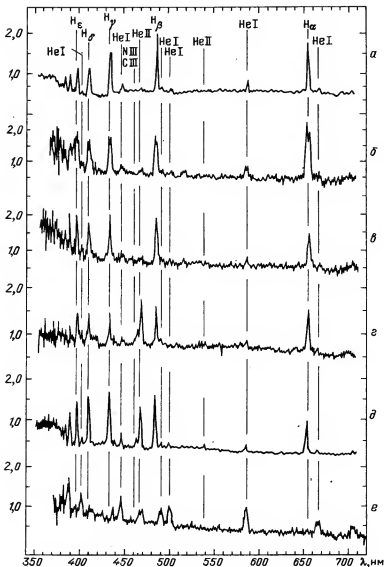


Рис. 53. Регистрограммы спектров катаклизмических переменных разных типов в минимуме (по Уильямсу, 1983): *a* – звезда типа SS Лебедя (SS Cyg), *б* – звезда типа SU Большой Медведицы (HT Cas), *в* – звезда типа Z Жирафа (RX And), *г* – новая (BT Mon), *д* – звезда типа AM Геркулеса (VV Pup), *е* – звезда типа AM Гончих Псов (GP Com)

класса G или K (вторичного компонента двойной системы). Спектры звезд типа U Близнецов, таким образом, похожи на спектры постновых (рис. 53з) и повторных новых в минимуме блеска, с той разницей, что спектры новых имеют более высокое возбуждение, в них наблюдаются, в отличие от карликовых новых, отчетливые эмиссии HeII и заметные эмиссии CIII и NIII. Более низкое возбуждение и меньший абсолютный блеск являются, кроме предположительных отличий в возрасте объектов, единственными известными на сегодня признаками отличия звезд типа U Близнецов (в минимуме блеска) от постновых звезд. В спектрах звезд типа U Близнецов наблюдаются, как и в спектрах новых, две разновидности изменений во времени:

1. Периодические изменения, интерпретируемые как доплеровские смещения из-за движения по орбите в тесной двойной системе.

2. Сложное спектральное поведение во время вспышки блеска.

В то время как спектральные признаки, связанные с орбитальным движением в тесной двойной системе, для новых и звезд типа U Близнецов очень схожи (см. раздел 3.1.5), спектральные изменения во время вспышек блеска существенно различаются. А именно, характерные для новых в период вспышки спектральные явления, связанные с быстрым расширением оболочки (см. выше), отсутствуют в спектрах звезд типа U Близнецов (рис. 54). С поярчением звезды типа U Близнецов ее непрерывный спектр становится интенсивнее и вследствие уменьшающегося контраста эмиссионные линии слабеют. Интенсивность самих эмиссионных линий при этом значительно не меняется. Вблизи максимума блеска в спектрах большинства звезд типа U Близнецов вместо имевшихся до этого эмиссионных линий появляются очень широкие линии поглощения с полуширинами до 5 нм, часто с центральной реэмиссией. Возможно, широкие абсорбционные линии возникают во внутренних, очень быстро ( $> 3000$  км/с) вращающихся частях диска, окружающего первичный компонент. Более узкие реэмиссии образуются во внешних ("хромосферных"), медленнее вращающихся частях дифференциально вращающегося диска (см. также Уейд и Уорд, 1985). Существенные различия в ходе

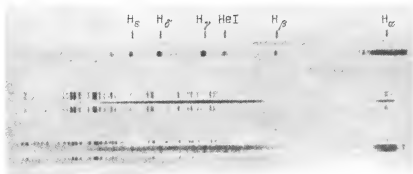


Рис. 54. Три спектрограммы SS Cyg; наверху — минимум, в середине — максимум, внизу — средний блеск. Обратите внимание на эмиссионный спектр в минимуме блеска, в то время как в максимуме доминирует непрерывный спектр (по Мамфорд, 1962)

Таблица 32

Избранные катаклизмические двойные звезды с известными орбитальными периодами

Звезда	Тип	<i>P</i>	Сп.	$\mathcal{M}_Г$	$\mathcal{M}_К$
RS Oph	NR	230 <sup>d</sup>	gM (?)		
T CrB	NR	227,6	gM3		
GK Per	N	47 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup>	K0 IV	0,9	0,25
BV Cen	SS	14 38	dG5 — 8	0,83	0,90
V Sge	NI	12 20	dF6 — G0	0,74	2,8
AE Aqr	NI	9 53	dK5	0,9	0,7
SY Cnc	Z	9 7	dG8	0,89	1,10
RU Peg	SS	8 54	dK2 — 3	1,21	0,94
EM Cyg	Z	7 0	dK5	0,57	0,76
Z Cam	Z	6 56	dK7	0,99	0,70
SS Cyg	SS	6 38	dK5	1,20	0,71
RW Sex	NI	5 56		0,8	0,54
VY Aqr	SS	5 17:		?	?
RX And	Z	5 5		1,14	0,48
UX UMa	NI	4 43	dK8 — M6	0,43	0,47
DQ Her	N	4 39	dM3	0,62	0,44
SS Aur	SS	4 28		1,08	0,39
U Gem	SS	4 15	dM4,5	1,18	0,56
WW Cet	Z	4 10		0,50	0,35
CN Ori	Z	3 55		0,94	0,56
KR Aur	NI	3 54		0,59	0,35
V1500 Cyg	N	3 21		?	?
V603 Aql	N	3 20		0,66	0,29
TT Ari	NI	3 18		0,8:	0,4:
MV Lyr	NI	3 12	dM5		0,17:
AM Her	поляр	3 6	dM4,5	0,39:	0,26:
TU Men	SU	2 50		0,6	0,35
YZ Cnc	SU	2 4		0,39	0,27
AN UMa	поляр	1 55		?	?
SU UMa	SU	1 50		?	?
VW Hyi	SU	1 47		0,63	0,11
HT Cas	SU	1 46		0,60	0,20
VV Pup	поляр	1 40	dM4	1,0	0,25
EX Hya	NI	1 39	dM5,5	0,57	0,13
OY Car	SU	1 31		0,90	0,10
T Leo	SS	1 25		0,16	0,11
SW UMa	SU	1 22		0,71	0,10
WZ Sge	SU	1 22		0,8:	0,09:
EF Eri	поляр	1 21			0,13
GP Com	AM CVn	0 46	DB (?)		
AM CVn	AM CVn	0 33	DB (?)		
PG 1346 + 082	AM CVn	0 25			

## Объяснения

Тип: N — новая  
 NR — повторная новая

SS	— звезда типа SS Лебедя
Z	— звезда типа Z Жирафа
SU	— звезда типа SU Большой Медведицы
поляр	— звезда типа AM Геркулеса
NI <sub>2</sub>	— новоподобная
AM CVn	— звезда типа AM Гончих Псов
P	— орбитальный период
Sp.	— спектральный класс вторичного компонента
M <sub>1</sub>	— масса первичного компонента
M <sub>2</sub>	— масса вторичного компонента

} в массах Солнца

спектрального развития разных карликовых новых во время вспышки могут, по крайней мере частично, быть объяснены тем, что у одних систем мы смотрим почти параллельно плоскости диска или кольца (аналогично видимости колец Сатурна с Земли), у других почти перпендикулярно к плоскости кольца. С падением блеска более или менее быстро исчезают широкие абсорбционные линии, сильный непрерывный спектр значительно слабеет, снова отчетливо появляются эмиссионные линии.

**Галактическое распределение звезд типа U Близнецов.** На вопрос о галактическом распределении звезд типа U Близнецов ответить еще труднее, чем для новых. А именно, к низкой вероятности открытия (см. раздел 6.3) добавляется низкая абсолютная величина (даже в максимуме блеска она лежит в пределах от +2 до +4<sup>m</sup>). Поэтому более или менее полную информацию мы имеем только об объектах в близких окрестностях Солнца. Распределение пространственной плотности в z-направлении (перпендикулярно галактической плоскости) определяется для столь близких объектов весьма неточно. Поэтому не удивительно, что соответствующие литературные данные являются противоречивыми. Например, градиент  $-\partial \lg \nu / \partial z$ , где  $\nu$  — пространственная плотность, по *Копылову* (1957) составляет 0,17, что соответствует экстремальному населению II типа, а по *Рихтеру* (1967a) равен 3,9, что соответствует населению I типа. Но все же заметно, что при поисках переменных звезд на пластинках с очень высокой проникающей способностью (например, снимки с 134/200/400-см телескопом системы Шмидта в Таутенбурге имеют предельную величину 21<sup>m</sup>) на высоких галактических широтах находят намного меньше звезд типа U Близнецов, чем на низких. Катаклизмические переменные других типов (новые, новоподобные, звезды типа AM Геркулеса) на высоких галактических широтах встречаются намного чаще звезд типа U Близнецов, это подтверждает и *Л. Майнунгер* (1982). Итак, звезды типа U Близнецов в среднем, очевидно, относятся к более молодому звездному населению, чем новые, — вывод, нуждающийся еще в космогонической интерпретации.

Популярное изложение современных познаний о карликовых новых можно найти у *Фогта* (1983) и *Рихтера* (1987).

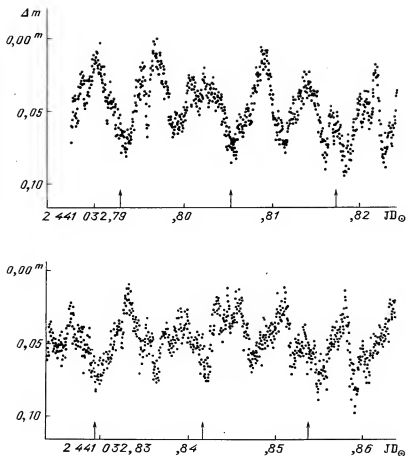


Рис. 55. Кривая блеска AM CVn от 21 марта 1971 г. (по Уорнеру и Робинсону, 1972). Вертикальные стрелки указывают моменты предсказанных главных минимумов затменной кривой блеска. На затменную кривую блеска накладывается быстрое мерцание

**Звезды типа AM Гончих Псов.** До сих пор известно только три объекта данного типа, родственного звездам типа U Близнецов. Это звезды AM CVn, PG 1346 + 082 и GP Com (см. табл. 32). Морфологически эти звезды напоминают звезды типа U Близнецов. Фотометрически отличие заключается в отсутствии всплеск блеска, спектрально — в отсутствии водорода. Согласно Назеру и др. (1981), количество водорода по крайней мере в 1500 раз меньше, чем на Солнце! Спектр — практически чисто гелиевый (рис. 53). Вторичный компонент тоже является белым карликом; к этому мы вернемся в конце раздела 3.1.5. Изменения блеска AM CVn протекают следующим образом: на три одновременно действующих периода, равных

525,51 с ( $A = 0,04^m$ ; период вращения белого карлика?), 1011,4 с и 119 с ( $A = 0,007^m$ ; периоды пульсаций белого карлика?), накладывается быстрое мерцание еще меньшей амплитуды с характерным временем, равным нескольким минутам. Затмений, видимо, не наблюдается; период взаимного обращения компонентов, возможно, близок к 2000 с (Солхейм и др., 1984). На рис. 55 показана кривая блеска звезды AM CVn.

### 3.1.4. Звезды типа AM Геркулеса или полярны

Прототип этих объектов звезда AM Нег была открыта Вольфом в 1923 г. Еще в 1974 г. звезда имела в ОКПЗ классификацию неправильной переменной. В 1976 г. она была отождествлена с рентгеновским источником 3U 1809 + 50. В кривой блеска объекта происходит наложение следующих явлений.

1. *Долговременные изменения.* Они характеризуются существованием двух различных состояний (рис. 56). В "активном" состоянии блеск колеблется около  $13,0^m$ , в "неактивном" — блеск составляет около  $15,0^m$ .

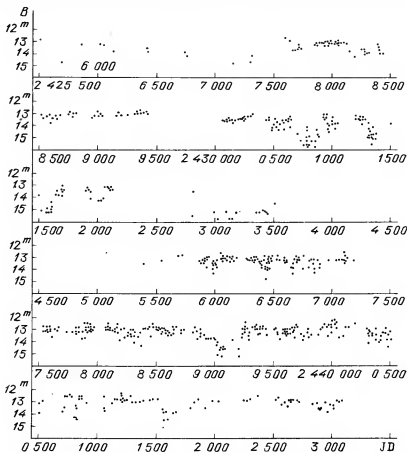


Рис. 56. Переменность блеска AM Нег (по Худеку и Майнунгеру, 1977)

Рис. 57. Переменность шести различных параметров AM Her с циклом в 3,1 ч (по Лиллеру, 1977)

## 2. Короткопериодические явления.

Их можно объяснить орбитальным движением двойной звезды с периодом 3,1<sup>h</sup>, проявляющимся в форме затмений в кривой блеска, в форме сильной переменной линейной и круговой поляризации света (открытой Тапиа в 1977 г.), в форме периодической переменности лучевых скоростей водородных и гелиевых линий (см. сообщение Лиллера, 1977). Кроме этого, в каждом цикле в рентгеновской кривой блеска имеет место полное затмение, длящееся 28 мин. Положение главного минимума зависит от цветового диапазона! В синих лучах минимум наступает через 35 мин после минимума в красных, а в ультрафиолетовых лучах — почти на целый час позднее. На рис. 57 схематически показан ход переменности блеска, лучевой скорости и поляризации света.

Сильно возбужденный спектр приблизительно соответствует спектру бывшей новой: среди многочисленных эмиссионных линий самыми сильными являются линии водорода (H) и ионизованного гелия (HeII)  $\lambda$  468,6 нм (рис. 53).

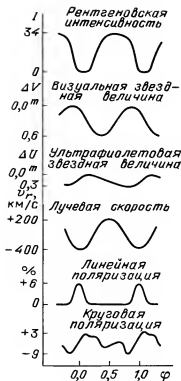
Название "поляр" для AM Her и родственных объектов введено Кшемминским и Серковским (1977) как раз из-за наличия сильной, переменной линейной и круговой поляризации света источников.

Кроме AM Her, в списке Риттера (1987) содержатся 12 уверенных и два сомнительных объекта этого типа (см. также Викрамасинг, 1982; Ливио и Шавив, 1983; Либерт и Стокман, 1983).

Поляры имеют короткие орбитальные периоды, между 1,35<sup>h</sup> (EF Eri) и 3,71<sup>h</sup> (QQ Vul). Схематические орбитальные кривые блеска, данные о положении магнитных полюсов, ходе линейной и круговой поляризации приводят Чинмьюгзм и Далк (1981). При всей схожести каждый объект обладает индивидуальными особенностями.

Около 130 публикаций об AM Her только за 1978–1980 гг. демонстрируют огромный интерес исследователей к этим объектам. Но, несмотря на большие успехи, пока не удалось объяснить теоретически все наблюдаемые явления (см., например, Аллен и др., 1981; Либерт и Стокман, 1985; Лемб, 1985 и Андронов, 1987).

Из-за интенсивного рентгеновского излучения, заметно превышающего излучение от новых и звезд типа U Близнецов, звезды типа AM Геркулеса часто относят к рентгеновским двойным звездам, рассматриваемым в раз-



деле 3.1.7. Так как нет постепенного перехода от звезд типа AM Геркулеса к объектам, рассматриваемым в разделе 3.1.7, но согласно последним результатам существует постепенный переход (так называемые "промежуточные поляры", или "звезды типа DQ Геркулеса") к физически родственным объектам — звездам типа U Близнецов, мы относим звезды типа AM Геркулеса к "катаклизмическим" объектам. В широком смысле звезды типа AM Геркулеса можно, конечно, относить к рентгеновским двойным звездам.

### 3.1.5. Основные параметры катаклизмических переменных и модельные представления о них

В предыдущих трех разделах мы познакомились с изменениями блеска новых, карликовых новых (звезд типа U Близнецов) и полярных (звезд типа AM Геркулеса) и установили наличие столь сильных различий, что трудно себе представить близкое родство между этими тремя классами переменных. Далее будет, однако, показано, что все три типа имеют много общего и могут быть описаны одной основной физической моделью — моделью катаклизмических переменных. Мы уже говорили о сходстве спектральных свойств (в минимуме блеска). Сейчас мы покажем сходство фотометрических свойств.

**Колебания блеска новых и карликовых новых в минимуме блеска.** Лишь с пятидесятых годов стало известно о переменности новых и звезд типа U Близнецов в фазах вне больших вспышек блеска. Уокер (1954) установил, что фотометрическое поведение является очень сложным (см. также Уейд и Уорд, 1985):

1. Нерегулярные флуктуации блеска с амплитудой более одной звездной величины с характерным временем от десятка до нескольких сотен секунд. Хороший обзор имеющихся наблюдений такого рода дает Робинсон (1975).

2. Быстрое нерегулярное мерцание ("rapid flickering") с характерным временем, составляющим часы или минуты. Например, звезда SU UMa изменяет блеск на  $0,7^m$  за время, равное всего лишь 5 мин (рис. 58).

Если верить данным Погсона, звезда U Gem показывала 26 марта 1856 г. заметные визуально мерцания с амплитудой до 4 величин в интервалах времени 6–15 с (см. Ашбрук, 1980 и Уорнер, 1986). А по утверждению Теккерей в 1949 г. звезда W Pup показывала мерцания в нескольких десятых звездной величины за несколько секунд.

3. Быстрые когерентные (взаимосвязанные) колебания с амплитудой  $0,001-0,04^m$  за время в несколько десятков секунд (см. также Честер, 1979). Так, например, новая V533 Her (1963) "колеблется" с периодом, равным  $63,63309 \pm 0,00004$  с (ср. Паттерсон, 1979), а новая DQ Her (1934) — с периодом, равным 71,066 с (рис. 59, табл. 33).

4. Уже упоминавшаяся переменность, протекающая синхронно с орбитальным движением двойной звезды.

Эти четыре компоненты переменности, а также периодическое доплеровское смещение спектральных линий объясняются моделью катаклизмических переменных — тесных двойных звезд, о которой речь будет идти ниже.



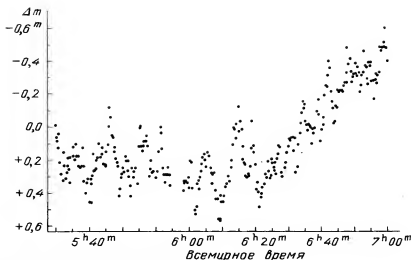


Рис. 58. Быстрые флуктуации звезды типа U Близнецов SU UMa 21.1.1963, измеренные на обсерватории Китт-Пик (по Мамфорду, 1963)

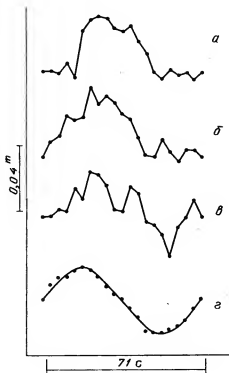


Рис. 59. 71-секундные пульсации новой DQ Her (1934) по Назеру (1973). Каждая из кривых а, б и в — сумма 10 пульсационных циклов, г — сумма 224 циклов

Таблица 33

Амплитуда и период ( $P$ ) когерентных осцилляций катаклизмических переменных

Звезда	Тип	$P$	Амплитуда
DQ Her	N	71,066 <sup>s</sup>	0,04 <sup>m</sup>
V533 Her	N	63,63309	0,01
Z Cam	Z	16,0–18,8	0,001
SY Snc	Z	24,6	0,003
Z Cha	UG	27,7	0,003
AN Her	Z	31,3–32,0	0,003
VW Hyi	UG	28,0–34,0	0,02
CN Ori	Z	24,3–25,0	0,005
KT Per	Z	26,7–26,8	0,006
UX UMa	NI	28,5–30,0	0,002
V3885 Sgr	NI	29,0	0,003

В случае указания нижней и верхней границ период переменности заключен в указанном интервале.

Рис. 60 демонстрирует наложение компонент пп. 2 и 4 переменности карликовой новой U Gem с высоким временным разрешением. Для "настоящих" новых наблюдается похожая ситуация.

Поляры тоже показывают типичные для новых и карликовых новых "быстрые мерцания" (рис. 61).

Ниже мы попытаемся дать объяснение сложному поведению блеска катаклизмических двойных звезд.

**Катаклизмические переменные как тесные двойные звезды.** Все попытки дать разумное объяснение физики вспышек новых и карликовых новых

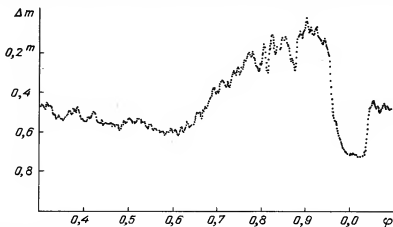


Рис. 60. Затменная кривая блеска для U Gem почти для целого оборота по орбите по Назеру (1973). Во время затмения вторичным компонентом яркого пятна "flickering" исчезает

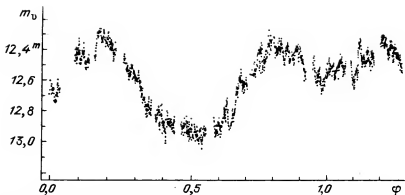


Рис. 61. Затменная кривая блеска звезды AM Her с налагающимися быстрыми колебаниями (Шкоди и Брауни по Лиллеру, 1977)

вначале не удавались из-за того, что эти объекты принимались за одиночные звезды. Только для звезды T CrB уже давно было известно, что ее спектр составной: на типичный спектр новой с эмиссиями высокого возбуждения налагается спектр красного гиганта класса gM3. Вначале предполагалось, что звезда одиночная, а эмиссия может возникать в протяженной короне M-звезды. Но Крафт (1958) обнаружил переменность лучевых скоростей линий M-звезды с периодом 227,6 суток. Тем самым была доказана двойственная природа объекта. Более тщательные исследования показали, что система является "полуразделенной" (см. раздел 4.2). Красный компонент достиг своей границы Роша и, пытаясь продолжить расширение, постоянно теряет вещество. Вещество частично остается в очень протяженной атмосфере и частично, после промежуточного накопления в диске, выпадает на маленький карлик. Джой в 1952 г. нашел, что карликовая nova SS Cyg является спектрально-двойной звездой, а в 1954 г. получил аналогичный результат для карликовой новой AE Aqr.

Следующее замечательное открытие удалось сделать М.Ф. Уокеру (1954). На основе фотозлектрических наблюдений он обнаружил, что бывшая новая DQ Her (1934) является затменно-переменной звездой с периодом 0,193627<sup>d</sup>. Но спектрально обнаружить красный спутник вначале не удавалось. Лишь недавно с помощью инфракрасных наблюдений удалось классифицировать спутник как звезду класса M3V. Первым модель этой системы предложил Крафт (1959) на основе спектральных наблюдений.

К 1977 г. уже было известно, что пять новых и шесть карликовых новых являются затменными переменными, а пять новых и восемь карликовых новых — спектрально-двойными звездами.

С тех пор открыт еще целый ряд новых, карликовых новых и полярных, представляющих собой сложные двойные системы. Уже в начале шестидесятых годов Уокер (1963а, 1963б) высказал предположение, что двойственная природа может являться общим свойством новых.

В табл. 32 приведены избранные катаклизмические переменные с известными орбитальными периодами, в основном из списка Руттера (1987),

содержащего всего 116 систем. На рис. 62 показано распределение орбитальных периодов.

На основе списка Риттера можно сделать следующие выводы.

1. Среди объектов с периодами менее трех часов нет новых, если не считать звезду CP Pup, орбитальный период которой (1 ч 30 мин) не является достаточно надежным.

2. В случае более долгопериодических объектов (периоды свыше  $3^h$ ) нельзя заранее сказать, является ли объект новой звездой или звездой типа U Ближнецов! Этот факт указывает на очень тесное физическое родство всех катаклизмических двойных звезд.

3. Для объектов с периодами короче  $6^h$  вторичный компонент в обычном спектре не виден (его можно выявить лишь с помощью инфракрасных наблюдений). Система обычно является очень тесной и вторичный компонент, следовательно, должен быть очень маленьким. В противном случае он выходил бы за свою границу Роша.

4. Продолжительность циклов и амплитуда переменности блеска не строго коррелируют с орбитальным периодом.

5. Поляры (звезды типа AM Геркулеса) имеют периоды короче  $3,5^h$ .

6. Стоит обратить внимание на наличие провала в интервале периодов между  $2,1$  и  $2,8^h$ . О причинах этого провала в настоящее время существуют только предположения (см., в частности, дискуссию у Паттерсона, 1984 и Лемба и Мелиа, 1987).

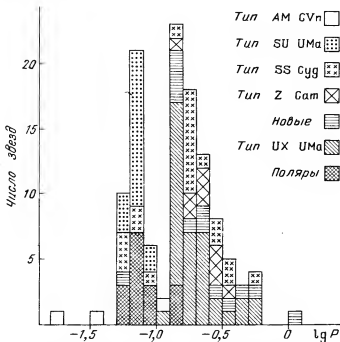


Рис. 62. Распределение встречаемости орбитальных периодов катаклизмических переменных, отдельно по подтипам (согласно Риттеру, 1987, но с некоторыми изменениями; период — в сутках)

7. Звезды типа SU Большой Медведицы относятся к ультракороткопериодическим двойным звездам ( $P \leq 2,1^h$ ). Исключение составляет звезда TU Меп с  $P = 2,8^h$ .

Для большого числа новых, звезд типа U Близнецов и родственных объектов не удастся доказать двойственность. Обоснованно предполагается, что и в этих случаях мы имеем дело с тесными двойными звездами, плоскости орбит которых расположены практически перпендикулярно к лучу зрения. Поэтому у этих систем невозможно наблюдать ни затмений, ни периодических доплеровских смещений спектральных линий.

На то, что большинство повторных новых звезд, вероятно, образуют отдельную группу с вторичными компонентами — звездами-гигантами и, следовательно, с большими значениями орбитальных периодов, уже указывалось выше.

На основе анализа довольно сложных затменных кривых блеска и спектральных изменений в ходе орбитального движения компонентов двойной звезды были развиты следующие модельные представления. Катаклизмическая переменная состоит из белого карлика (первичного компонента, его вклад в непрерывный спектр системы очень мал) и из красного спутника (вторичного компонента, лежащего чаще всего вблизи главной последовательности; если он вообще проявляется в спектре, то дает абсорбционные линии). Вторичный компонент заполняет свою предельную поверхность Роша (см. раздел 4.2) и теряет массу через внутреннюю точку Лагранжа  $L_1$ . Этот поток вещества в случае отсутствия возмущений из-за сильного магнитного поля, ввиду сохранения момента количества движения, пополняет быстро вращающееся вокруг белого карлика аккреционное кольцо (или аккреционный диск) из разреженного газа. В том месте, где поток вещества попадает на диск, возникает (как впервые предположил Смак) "яркое пятно" (в английской литературе — "bright spot" или "hot spot"). Яркое пятно можно рассматривать как результат действия ударного фронта. Из-за сильного притяжения белым карликом перетекающее вещество настолько ускоряется, что при столкновении с диском значительная часть кинетической энергии резко переходит в тепло и излучение. Диск (или кольцо) и яркое пятно — это основные источники спектрального континуума и эмиссионных линий. Абсолютное отсутствие "запрещенных" линий, возникающих только в сильно разреженных газах, дает нижнюю границу плотности кольца, отсутствие расширения спектральных линий за счет давления — верхнюю границу. Вещество, накапливающееся в кольце, тормозится трением и, если можно пренебречь магнитным полем компактного компонента, выпадает на него симметрично к экватору. Таким образом, момент количества движения быстро вращающегося диска непрерывно передается белому карлику, который начинает вращаться все быстрее и может близко подойти к границе стабильности.

На рис. 39 показана модель катаклизмической переменной. Причина упомянутого выше быстрого нерегулярного мерцания выяснена еще не до конца. Возможно, оно возникает из-за нестабильности в ярком пятне и/или во внутренних частях аккреционного диска. Эти предположения основаны на том, что мерцание полностью исчезает во время затмения пятна и внутренних частей аккреционного диска вторичным компонентом (см. кривую блеска на рис. 60). Что касается полярных, то "rapid flickering"

возникает, очевидно, в так называемом аккреционном столбе вблизи белого карлика (см. также обсуждение у Уорнера и Кроппера, 1983 и Андронов, 1987). На основе изменений фотометрических, спектральных и поляризационных особенностей AM Нег во времени можно себе представить следующую модель объекта (подробнее см. у Либерта и Стокмана, 1985 и у Лемба, 1985). AM Нег, как и звезды типа U Блинецов, состоит из холодного объекта (спектрального класса M4,5V), из компактного горячего объекта (белого карлика) и потока вещества, перетекающего с холодного к горячему компоненту. В отличие от звезд типа U Блинецов и большинства новых здесь отсутствует кольцо вещества, окружающее белый карлик. Это кольцо не может образоваться из-за наличия сильного дипольного магнитного поля ( $\approx 10^8$  Э) белого карлика, на существование которого указывают упомянутые поляризметрические измерения. Вместо этого поток вещества падает под действием магнитного поля непосредственно на белый карлик вблизи от обоих или одного из полюсов (аккреционный "столб"). (Некоторой аналогией являются полярные слияния на Земле: вторжение солнечных частиц вблизи магнитного полюса.) Одновременно магнитное поле привязывает вращение белого карлика к орбитальному вращению, наблюдается синхронизация вращения белого карлика. Отсюда возник используемый иногда для полярных синоним "синхронные ротаторы".

Вследствие наличия на поверхности маленького, но массивного белого карлика очень сильной гравитации, падающее вещество, имеющее в момент соударения скорость около 5000 км/с, разогревается до температуры порядка  $10^5$  К, так что возникает интенсивное мягкое тепловое рентгеновское излучение. Как раз по этой причине, как мы уже указывали, звезды типа AM Геркуlesa часто относят к рентгеновским двойным звездам. Мы, со своей стороны, к рентгеновским двойным звездам (см. раздел 3.1.7) относим только такие объекты, у которых первичный компонент является не белым карликом, а более компактным объектом (нейтронной звездой или черной дырой).

Так как орбита двойной системы AM Нег видна с ребра, мы при каждом обращении наблюдаем полное затмение белого карлика холодной звездой, "рентгеновское затмение", продолжающееся 28 мин. В видимой спектральной области это затмение остается незаметным из-за слишком малых размеров компактного объекта. Оптические изменения блеска во время движения по орбите слагаются из нескольких составляющих:

1. Двойная волна (два максимума и два минимума) обусловлена вращением грушеобразного холодного компонента — ротационная переменность блеска (см. раздел 4.3). Эта переменность блеска наблюдается во время "неактивного состояния", когда поток вещества и вызываемое им рентгеновское излучение малы.

2. Одиночная волна (один максимум и один минимум) возникает, когда обращенная к белому карлику сторона холодного компонента сильно разогревается рентгеновским излучением. При движении по орбите светлое полушарие для нас периодически не видимо, а именно, когда оно находится на обратной стороне вращающейся звезды.

Наконец, горячий поток газа, меняющий свой вклад в суммарный блеск системы из-за меняющейся геометрии вследствие орбитального

движения, позволяет объяснить сложную структуру кривых блеска в разных цветовых полосах.

Уже упомянутые выше быстрые когерентные колебания катаклизмических переменных могут, очевидно, иметь разные причины (Робинсон и Назер, 1983). У некоторых объектов они, как полагают, могут вызываться нерадиальными пульсациями белого карлика аналогично звездам типа ZZ Кита (раздел 2.3.2). Напротив, у звезды DQ Her, имеющей особенно стабильные "колебания", они отражают период вращения белого карлика с дипольным магнитным полем. Магнитное поле, в отличие от полярных (см. выше), недостаточно сильно, чтобы синхронизовать вращение белого карлика с его движением по орбите. Хотя аккреция вещества, как и у полярных, происходит на магнитные полюса, но из-за несинхронности вращения белого карлика аккреционный столб закручивается вокруг него и образует кольцо вещества, как у звезд типа U Близнецов. Поэтому за такими объектами, а их известно около дюжины, закрепилось название "несинхронные ротаторы" или "промежуточные полярны" (подробное обсуждение см., например, у Рихтера, 1987). Особенно хорошо исследованными промежуточными полярами являются новая DQ Her и карликовая новая EX Нуа. В табл. 33 приведены значения амплитуд и периодов когерентных осцилляций для 11 катаклизмических переменных (по Робинсону, 1976б, см. также табл. 8 у Паттерсона, 1981).

Переменность блеска, протекающая синхронно с орбитальным движением, вызывается тем, что красная звезда затмевает белый карлик, диск и яркое пятно. Фазовый сдвиг, наблюдаемый между затмением белого карлика и яркого пятна, чаще всего составляет 0,1–0,2 орбитального периода и является результатом того, что яркое пятно лежит не точно на линии, соединяющей первичный и вторичный компоненты.

Относительный вклад яркого пятна и диска в общий блеск колеблется от системы к системе, что приводит к большому многообразию орбитальных кривых блеска.

У объектов со слабым потоком вещества, например у звезды U Gem, доминирует яркое пятно (см. рис. 60). Это видно по большому горбу на кривой блеска U Gem, занимающему более половины орбитального периода, и на фазах, предшествующих затмению белого карлика на 0,1–0,2 периода, достигающему пика блеска.

Наоборот, у объектов с сильным потоком вещества, таких как бывшие новые и UX UMa, доминирует диск. Кривая блеска (рис. 63) почти не показывает "горба" и быстрых иррегулярных мерцаний (см. выше), и минимум затмения лежит вблизи спектрального соединения. Маленькое "плечико" в фазе подъема блеска вызывается затмением пятна.

На рис. 64 показана кривая блеска полного затмения звезды OY Car согласно Фогту и др. (1981). Моменты  $T_1$  и  $T_2$  означают соответственно начало фазы частного и полного затмения первичного компонента,  $T_3$  и  $T_4$  указывают начало фазы частного и полного затмения "яркого пятна",  $T_5$  и  $T_6$  означают конец полного и конец частного затмения первичного компонента.

Из многочисленных работ, содержащих прекрасные кривые блеска катаклизмических переменных с высоким временным разрешением, назовем работы Мамфорда (1963), Уорнера и Назера (1972).

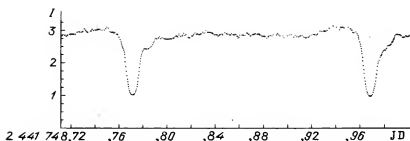


Рис. 63. Затменная кривая блеска UX UMa по Робинсону (19766):  $I$  – интенсивность в произвольных единицах

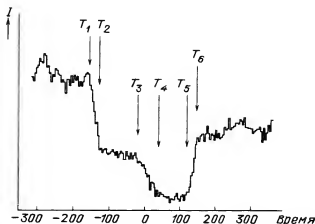


Рис. 64. Затменная кривая блеска OY Car по Фогту и др., 1981 (объяснения в тексте)

Как будет подробнее описано в главе о затменных звездах, массы компонентов двойной звезды можно очень точно определить, если компоненты двойной затмевают друг друга и в спектре имеются линии, по которым можно измерить изменение лучевых скоростей. Конечно, из-за сложности эруптивных двойных звездных систем очень трудно интерпретировать их затменные кривые блеска. Это снижает точность определения масс. С разными методами можно ознакомиться у Уорнера (1973) и Робинсона (1976а). На основе произведенных этими методами оценок масс приблизительно для пяти десятков катаклизмических двойных звезд можно сделать следующие статистические заключения.

1. Независимо от длины орбитального периода массы первичных компонентов для звезд типа U Близнецов лежат в интервале от 0,2 (T Leo) до 1,2 (RU Peg, SS Cyg) масс Солнца, для классических новых – примерно от 0,6 (DQ Her, V603 Aql) до 0,9 (GK Per) масс Солнца; у повторных новых массы составляют, насколько известно, более 1,2 солнечной.



2. Массы вторичных компонентов связаны с длиной орбитального периода. Наибольшие массы (1–3 солнечной) наблюдаются у объектов с большими периодами (более 9 ч), наименьшие массы (менее 0,2  $M_{\odot}$ ) имеют объекты с короткими периодами (менее 2 ч). К последним относятся звезды типа SU Большой Медведицы, некоторые полярные и звезды типа AM Гончих Псов (табл. 32). Вторичные компоненты переменных WZ Sge и AM CVn, возможно, имеют массу всего 0,04  $M_{\odot}$ . До сих пор, как уже было указано в разделе 3.1.3, известны только два наблюдаемых отличия между карликовыми новыми и новыми в минимуме блеска. Средние абсолютные величины новых ( $M_v \approx +4 \div 4,5^m$ ) лежат приблизительно на 4 звездных величины выше, чем для карликовых новых ( $M_v \approx +8 \div 9^m$ , см. Паттерсон, 1984). Во-вторых, эмиссионные линии у новых имеют более высокое возбуждение, чем у карликовых новых. Очевидно, струя вещества у новых сильнее, чем у звезд типа U Близнецов (карликовых новых). В результате у новых наблюдается больший разогрев и большее возбуждение "яркого пятна", большие плотности, а значит, более мощный континуум и большая светимость диска вокруг белого карлика.

Как мы только что видели, массы повторных новых и некоторых звезд типа U Близнецов лежат (в пределах точности) довольно близко к верхней границе массы для белых карликов Шенберга — Чандрасекара, равной 1,4 масс Солнца. Это означает, что белый карлик, чтобы не сколлапсировать и не превратиться в нейтронную звезду, должен каким-то образом избавляться от добавочной массы, перетекающей со вторичного компонента. Вообще говоря, согласно новейшим оценкам, белый карлик во время вспышки новой теряет больше массы, чем он собирает посредством аккреции между двумя взрывами. Но если по каким-либо причинам не удастся приостановить увеличение массы белого карлика до значения выше предельного, система "рискует" превратиться в сверхновую I типа (см. раздел 3.2).

**Причины и физический ход взрыва новой.** Действительно приемлемые теории вспышки новой могли быть созданы лишь после того, как удалось проследить ход взрыва не только в видимой спектральной области, но и в инфракрасном, радиоволновом и, со спутников, в ультрафиолетовом диапазонах. Оказывается, хорошо известное постепенное падение блеска после достижения максимума имеет место только в видимой спектральной области. Например, у новых FH Ser (1970), V1229 Aql (1970) и HR Del (1967) инфракрасный блеск ( $\lambda = 1 \div 25$  мкм) нарастал и после достижения визуального максимума в течение еще 90 суток, прежде чем и здесь начался спад! Данный наблюдательный факт объясняется образованием околозвездной пылевой оболочки, имеющей через эти 90 суток температуру 900 К и массу около 0,0001 массы Солнца. Через 90 суток после срыва пылевой оболочки она становится прозрачной, сквозь нее видна расширяющаяся фотосфера, блеск которой у многих новых сильно флуктуирует. Этот наблюдательный результат подтверждается и спектральными наблюдениями (см. выше). Интенсивность радиоизлучения продолжает увеличиваться даже в течение 130–190 суток после вспышки. Так как у новой FH Ser 1970 и ультрафиолетовое излучение продолжало увеличиваться еще долго после достижения визуального максимума, общая излученная

этой новой энергия, около  $3 \cdot 10^{45}$  эрг, оказалась выше, чем принималось для новых до сих пор.

Важную роль в процессах, приводящих к взрыву новой, играет, очевидно, перенос вещества с красного звездного компонента (через кольцо) к белому карлику. Самый прямой способ (ср. с дискуссией у Уорнера, 1976) оценки количества вещества, теряемого вторичным компонентом, состоит в определении светимости "яркого пятна" (на основе затменной кривой блеска). При этом принимается, что большая часть кинетической энергии потока вещества, стекающего в "яркое пятно", превращается в излучение. Другой способ основан на оценке изменений орбитального периода системы из-за потери массы.

Числовые оценки перетекающей массы для звезд типа U Близнецов дают около  $10^{17}$  г/с  $\approx 10^{-9}$  массы Солнца в год, для новых это значение в десять раз больше.

Впрочем, нельзя считать, что вся масса, поступающая в кольцо, в конечном счете попадает на белый карлик. У некоторых систем есть указания на существование газовых потоков, покидающих систему. Но важно, что значительная часть богатого водородом вещества красной звезды все же окажется на поверхности белого карлика.

При разработке теории взрыва новой необходимо исходить из того, что тяготение на поверхности белого карлика чрезвычайно высоко, так как в его объеме (порядка объема Земли) содержится масса, равная массе всего Солнца. Поэтому необходима очень большая энергия, чтобы не только придать веществу с поверхности скорость, достаточную для ухода (для чего необходима энергия порядка  $10^{17}$  эрг/г), но и "вымести" вещество из системы вместе с мешающим на пути аккреционным диском со скоростями, достигающими до 4000 км/с. Только термоядерные реакции в состоянии высвободить столько энергии. Идея о том, что взрыв новой является результатом термоядерных явлений на поверхности белого карлика, принадлежит Шацману (1950, 1951).

Современные представления исходят из того, что белый карлик представляет собой остаток звезды, который сжимается, израсходовав свои источники энергии (горение водорода, горение гелия), и сильно обогащен элементами С, N и О. Водород, перетекающий с холодного компонента, образует слой на поверхности белого карлика. С продолжающимся притоком вещества нижняя часть слоя постепенно сжимается и разогревается до достижения критической температуры, необходимой для начала термоядерной реакции и, тем самым, для начала взрыва.

Старрфильд и др. (1976) смогли показать, что, действительно эффективный взрыв, который в состоянии объяснить наблюдаемые явления, может произойти только в том случае, если накапливающиеся водородные атомы не остаются без движения на поверхности белого карлика, а из-за диффузии и из-за конвекции во внешних слоях белого карлика, усиливающейся с ростом светимости, попадают в богатое углеродом ядро (см. также Лемб и Ван Хорн, 1975). Взрывы такой силы, какие наблюдаются у новых, могут происходить только в условиях сильного вырождения, имеющего место под поверхностью белого карлика. Кроме того, в процессе ядерного взрыва значительную роль играют элементы С, N и О. Чем выше содержание этих элементов, тем энергичнее протекает взрывообразный

CNO-цикл. Спектральные исследования действительно показали, что в материале, выброшенном из некоторых новых, наблюдается избыток этих элементов в 10–100 раз по сравнению с Солнцем!

Если содержание элементов C, N, O не превосходит солнечного, то, хотя взрыв и происходит, но, видимо, только у самых массивных белых карликов, например у повторной новой U Sco ( $M > 1,3 M_{\odot}$ ), сила взрыва достаточна, чтобы выместить вещество. В последние годы опубликовано много работ с моделями вспышек новых разных масс (0,5–1,2 масс Солнца), разных скоростей аккреции ( $10^{-5}$ – $10^{-11}$  масс Солнца за год) и с разным (иногда экстремальным) обогащением вещества элементами C, N и O.

Теоретические расчеты дают следующие результаты.

1. Очень маловероятно, что на маломассивном белом карлике, с массой всего  $0,5 M_{\odot}$ , можно "вызвать" термоядерный взрыв. Причина лежит (из-за обратной зависимости масса — радиус для белых карликов) в слишком большом размере маломассивного белого карлика. Вследствие этого силы гравитации не хватает, чтобы создать высокое давление вырожденного вещества, необходимое для осуществления взрыва.

2. Чем массивнее белый карлик и

3. чем выше начальная светимость (а значит, температура), тем меньше ему необходимо собрать массы, чтобы могла начаться термоядерная реакция.

Для массивных белых карликов можно подобрать случаи, когда массы порядка  $10^{-4} M_{\odot}$  выбрасываются в межзвездное пространство со скоростями порядка  $10^5$  км/с! Это уже почти масштабы сверхновой.

Быстрые или медленные новые можно моделировать, меняя или массу белого карлика, или содержание элементов C, N и O.

Во время начальной взрывной фазы "гидродинамической вспышки" выметается не более 10% накопленного вещества. В последующей фазе "гидростатического равновесия" остатки водорода продолжают гореть как "слоевой источник", производя в первые дни вспышки новой энергию порядка  $10^8$ – $10^9$  эрг/г в секунду до тех пор, пока не выгорит весь водород. В течение этих недель или месяцев, когда новая имеет почти постоянную болометрическую светимость (см. рис. 40 и 65), эффективная температура бывшего белого карлика составляет около  $10^5$  K, радиус увеличен в 10–1000 раз, т.е. иногда сильно выходит за граничную поверхность Роша. Такой объект — "голубой объект горизонтальной ветви" (орионов спектр) с тесной двойной звездой в качестве ядра — лежит на диаграмме Гершпрунга — Рассела левее звезд типа RR Лиры. Эта конфигурация нестабильна, и система теряет массу, что наблюдается и спектрально, до тех пор, пока радиус первичного компонента не станет снова меньше предельной поверхности Роша в результате постепенного истощения источников ядерной энергии. Первичный компонент медленно вновь становится белым карликом; постепенно достигается состояние постновой. Фаза гидродинамического взрыва играет более важную роль у "быстрых" новых, у "медленных" новых более важной является фаза гидростатического равновесия.

Оценки и расчеты процесса вспышки новой чаще всего содержат упрощающее предположение о сферически-симметричном накоплении водорода на белом карлике. Киппенхан и Томас (1978) показали, что в будущем теории вспышек новых предпочтительнее основывать на более реальном

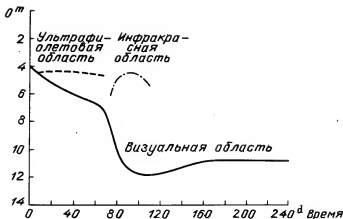


Рис. 65. Кривая блеска новой FH Ser (1970) в трех полосах по Трэнну (1980)

предположении о несферической аккреции водорода вдоль звездного экватора. Но сам факт существования описанных выше полярных и промежуточных полярных (новая DQ Her!) доказывает, что аккреция водорода может происходить также у магнитных полюсов.

Мы видели, что существующие теории вспышек новых вполне могут качественно объяснить наблюдаемые явления, фотометрическое и спектральное поведение, хотя для полного понимания явления новой еще не все сделано. Читателю, желающему глубже ознакомиться с проблематикой вспышек новых, из большого числа новых работ рекомендуем в первую очередь следующие: Трэнн (1985), Ковец и Пряльник (1985), Макдональд и др. (1985), Старрфильд и др. (1986), Вишер и др. (1986), Старрфильд и Спаркс (1987).

Причины взрыва карликовых новых. Спектральный ход вспышки звезды типа U Близнецов отличается от классических и повторных новых. В видимой спектральной области не наблюдается сдвинутых в коротковолновую сторону компонентов эмиссионных линий. Это означает, что из системы не выметается сколько-либо заметное количество вещества. Причина в том, что энергия, высвобождающаяся при взрыве карликовой новой ( $10^{38}$ – $10^{39}$  эрг), намного меньше энергии взрыва новой ( $10^{44}$ – $10^{45}$  эрг).

Теории взрывов карликовых новых можно сгруппировать следующим образом (см. также Робинсон, 1976б и Бат, 1976).

1. Квазипериодически повторяющаяся динамическая нестабильность в фотосфере вторичного компонента (красной звезды) каждый раз вызывает внезапное увеличение скорости переноса массы. Красная звезда при этом каждый раз сбрасывает свои внешние слои и вспыхивает (см. Бат, 1972 и ссылки, приведенные там).

Новые спектральные наблюдения находятся, однако, в противоречии с этой теорией.

2. Скачкообразное термоядерное превращение богатого водородом вещества, накопленного первичным компонентом (белым карликом),

происходящее с недостаточной интенсивностью для того, чтобы выбросить вещество из системы (*Старрфильд* и др., 1974; *Митрофанов*, 1978; см. также *Шара*, 1982). Вещество, выброшенное белым карликом вследствие такого взрыва, тормозится в газовом диске и разогревает его.

В отличие от новых (сильные вспышки через большие промежутки времени) здесь имеют место слабые вспышки через малые промежутки времени, так как белый карлик имеет другую структуру, чем у настоящей новой, что ведет к более низкому порогу для начала взрыва.

3. Квазипериодические колебания в накоплении вещества и тем самым в светимости газового диска вследствие нестабильности вытекания вещества из красной звезды (*Бат* и др., 1974; *Марино*, 1980).

4. Газовый диск поглощает и переизлучает механическую и оптическую энергию, исходящую из белого карлика (*Назер* и *Робинсон*, 1974).

5. Квазипериодическая нестабильность самого диска, впервые предложенная *Смаком* (1971). С тех пор появилось несколько работ в поддержку этой гипотезы (*Смак* 1982а, б, в; *Канницо* и др., 1982; *Майер* и *Майер-Гофмейстер*, 1981б, 1982, 1983). Согласно ей, за "зажигание" вспышки звезд типа U Блинецов отвечает циклически повторяющееся скачкообразное изменение вязкости внешних частей диска. Механизм работает только при низких скоростях аккреции ( $\approx 10^{-10} \div 10^{-9} M_{\odot}/\text{год}$ ), как это и имеет место у звезд типа U Блинецов. При больших скоростях аккреции ( $> 10^{-8} M_{\odot}/\text{год}$ ), характерных для бывших новых и звезд типа UX Большой Медведицы, процесс аккреции идет непрерывно. У объектов, подвергающихся постоянной смене циклов вспышек и интервалов спокойствия (звезды типа Z Жирафа), скорость аккреции, по-видимому, иногда лежит ниже, иногда выше только что упомянутого критического значения. Объяснение этой постоянной смены двух разных состояний как "релаксационной осцилляции" см. у *Майера* и *Майер-Гофмейстера* (1983). По современным данным, теории, сгруппированные в пп. 1, 2 и 4, не годятся для объяснения вспышек карликовых новых. В настоящее время теории п. 5 принимаются для объяснения нормальных вспышек карликовых новых, а п. 3 — для объяснения сверхвспышек звезд типа SU Большой Медведицы. Согласно им, сверхвспышки могут вызываться непрерывно накапливающимися нестабильностями вторичного компонента, приводящими к циклически повторяющемуся усиленному истечению вещества; некоторую роль при этом могут играть эффекты обратной связи. Все гипотезы, касающиеся причин сверхвспышек, должны быть в состоянии объяснить сверхгорбы, упомянутые в разделе 3.1.3, периоды которых на несколько процентов отличаются от орбитальных периодов, будучи, очевидно, с ними связанными. Обзор до сих пор известных гипотез с многочисленными литературными ссылками можно найти, например, в работе *Рихтера* (1987).

Уже многократно ставился вопрос о том, почему катаклизмические переменные, несмотря на одинаковость основной структуры, могут проявляться "на выбор" как объекты либо с низкой скоростью обмена масс — карликовые новые, либо с высокой скоростью обмена масс — новые.

Вначале следует заметить, что по современным представлениям белый карлик, состоящий из гелия и накапливающий водород, не может взорваться как новая. Предпосылкой для осуществления взрыва новой является сильно зависящий от температуры CNO-цикл (или другие циклы, если

температура экстремально высока). При недостатке тяжелых элементов может иметь место только значительно слабее зависящий от температуры и поэтому менее эффективный протон-протонный цикл. Но существуют ли вообще в катаклизмических системах белые карлики, состоящие из гелия, зависит от пока еще очень плохо известной космогонической предистории этих объектов. Далее, мы уже указывали, что у систем с маломассивными белыми карликами ( $M_{б.к} \lesssim 0,5 M_{\odot}$ ), вероятно, не происходит взрывов новых (например, звезда  $T\ Leo$  с  $M_{б.к} = 0,16 M_{\odot}$  относится к типу U Блинецов, см. табл. 31).

Что касается систем с массивными белыми карликами, существуют очень убедительные причины для предположения, что явления новой и карликовой новой представляют собой две разные фазы очень медленно протекающего циклического чередования. Соответственно этому, катаклизмические двойные звезды большую часть времени проводят в квазипериодически наступающих интервалах "спячки". В это время они почти не отличимы от звезд главной последовательности — ни фотометрически, ни спектрально (Шара и др., 1986; Пряльник и Шара, 1986; Ковец и др., 1987).

Подобные предположения ранее уже высказывались Фогтом (1982, 1983). Эта новая гипотеза подтверждается, в частности, тем обстоятельством, что, согласно Фогту (1986) и Ливио (1987), пять старых новых — WY Sge (1783), Q Cyg (1876), GK Per (1901), V 1017 Sgr (1919) и V 3890 Sgr (1926) — показывают вспышки, подобные вспышкам звезд типа U Блинецов.

**Происхождение и развитие эруптивных двойных звезд.** Развитие нормальных двойных систем с обменом масс между компонентами кратко обсуждается в конце главы 4.

Мнения специалистов о том, каким образом из "обычной" двойной звезды посредством обмена масс может возникнуть эруптивная двойная, сильно расходятся. Крафт высказал предположение, что новые и звезды типа U Блинецов являются продолжением развития систем типа W Большой Медведицы. Предположение основано на том, что звезды типа W Большой Медведицы тоже являются очень тесными двойными системами с короткими орбитальными периодами (см. Уорнер, 1974 и обсуждение у Сахаде, 1976). Но многие астрономы все же не согласны с предположением о возможном развитии систем типа W Большой Медведицы в катаклизмические системы (см. также Дюрбек, 1984а).

В последнее время делались попытки объяснить возникновение тесных двойных звезд из первоначально более долгопериодических (следовательно, имевших большие расстояния между компонентами) двойных звезд с более массивными компонентами (например, Пачинский, 1981; Риттер, 1980, 1983 и 1986; Эггстон, 1976; Майер и Майер-Гофмейстер, 1979; см. также ссылки в этих работах). Возможно, при сближении двух звезд и сокращении, вследствие этого, орбитального периода играют роль торможение трением в сопротивляющейся среде во времена, когда оба объекта имели общую оболочку (белый карлик был еще сверхгигантом), а также приливное торможение или магнитогидродинамические процессы (см. также Эггстон, 1983).

Системами, находящимися в стадии, переходной к катаклизмическим переменным, могут быть некоторые типы планетарных туманностей с

двойными в качестве центрального объекта (раздел 3.4.3). Риттер (1986) опубликовал целый список таких объектов с известными орбитальными периодами в интервале  $0,06 - 15^d$ . Кроме того, список содержит несколько других затменно-переменных объектов, находящихся, возможно, в стадии, переходной к зрелым двойным звездам. Примером может являться звезда V 471 Tau, на ней мы остановимся подробнее в разделе 4.7.

По предположению Копала (1979) зрелые двойные звезды могут возникать посредством деления некоторых быстро вращающихся звезд. Каким можно себе представить дальнейший ход общей эволюции?

Звезда главной последовательности обогащается, за счет ядерных процессов внутри нее, гелием и, возможно, элементами C, N, O и продолжает терять вещество из богатых водородом внешних слоев. Она вынуждена отдавать вещество либо из-за того, что эволюционирует от главной последовательности и поэтому стремится расшириться (это, однако, является очень редким событием и может происходить лишь у немногих из наблюдающихся объектов), либо вследствие того, что общая энергия системы расходуется на гравитационное излучение и гидродинамическое торможение (см. общую дискуссию у Паттерсона, 1984). Вследствие этого звезда главной последовательности теряет все больше массы, расстояние между компонентами и время обращения делаются все короче. Звезда главной последовательности начинает отдавать вещество, сильно обогащенное гелием (и, возможно, элементами C, N, O). Это было подтверждено спектральными наблюдениями для WZ Sge и для звезд типа AM Гончих Псов (раздел 3.1.3). При нормальных условиях нет предпосылок для взрывов типа вспышек новой. Только в случае предельно массивных первичных компонентов (например, у U Sco) в качестве возможной причины вспышки новой обсуждается взрывообразное горение гелия.

Остается, в конце концов, белый карлик, заполняющий поверхность Роша, с быстро вращающимся вырожденным спутником или планетой. Если же белый карлик, накапливая бедное водородом вещество, превысит критическую массу Шенберга—Чандрасекара (см. раздел 3.2), он взрывается как сверхновая.

На поздних стадиях развития катаклизмических двойных звезд, вероятно, находятся повторные новые, карликовая новая WZ Sge (Йорнер и Робинсон, 1972; Уокер и Белл, 1980), но прежде всего — объекты AM CVn, PG 1346 + 082 и GP Com, уже упомянутые в разделе 3.1.3 (Йорнер и Робинсон, 1972).

Назер и др. (1981) дают следующую модель последних названных звезд. Объекты очень похожи на звезды типа U Близнецов (первичный компонент — белый карлик с диском и "ярким пятном", подпитываемый вторичным компонентом). В отличие от звезд типа U Близнецов, вторичным компонентом является маломассивный гелиевый белый карлик, заполняющий свою поверхность Роша и отдающий вещество меньшему, более массивному белому карлику. Время обращения соответственно мало ( $< 1^h$ ), а скорость обращения диска вокруг первичного компонента очень высока ( $\approx 2000$  км/с).

Эти же авторы обсуждают предполагаемое прошлое и будущее развитие этих объектов (см. также Мичи, 1983).

Может ли одиночная звезда претерпеть вспышку новой?

Как описано выше, вспышка новой, очевидно, представляет собой термоядерный взрыв богатого водородом вещества, накопленного белым карликом. Механизм аккреции функционирует самым эффективным образом в тесной двойной системе, содержащей звезду-донор, поставляющую большое количество водорода.

Можно себе представить, что изолированный белый карлик (как одиночная звезда) способен накапливать межзвездный водород, особенно при прохождении сквозь межзвездные облака. Но, как показали подсчеты, количество вещества, собранное за единицу времени, так называемая скорость аккреции, в этом случае всегда ниже минимального значения, требуемого в теории для того, чтобы могла произойти вспышка новой. В результате водородные атомы, диффундирующие в белый карлик, обладают достаточным временем для медленных превращений в ходе "мирных" ядерных процессов; критическая масса таким образом достигнута быть не может. *Дерисен и Бернс* (1981) указывают на относительно большое число новых в шаровых скоплениях и обсуждают возможность того, что межзвездный газ скопления собирают именно изолированные белые карлики.

На возможность вспышки одиночной новой звезды в новом свете посмотрела *Зайтгер* (1987) на примере переменной V 605 Aql, центральной звезды планетарной туманности A 58 (см. также раздел 3.4.3). Автор показала, что вспышка этого объекта в 1917 г., возможно, была вызвана вышедшими из-под контроля ядерными реакциями в последней стадии эволюции одиночной звезды вблизи фазы перехода к белому карлику и не имеет ничего общего с обменом вещества в двойной системе.

### 3.1.6. Симбиотические звезды

**Классификация.** Термин "симбиотические звезды" (их называют также, по прототипу, звездами типа Z Андромеды) введен *Меррилом*. Понятие заимствовано из биологии, где под "симбиозом" понимается совместное, взаимовыгодное существование организмов различного рода.

Симбиотическими звездами в широком смысле называются все астрономические объекты, в спектре которых наблюдается комбинация характеристик спектра поглощения холодной звезды и эмиссионных линий многократно ионизованных атомов (см. *Боярчук*, 1969; *Сахаде и Вуд*, 1978).

В более узком смысле симбиотическими звездами называются объекты, для которых выполняются следующие критерии:

1. В спектре должны присутствовать абсорбционные линии звезды позднего спектрального класса (полосы TiO, линии CaI, CaII и др.).

2. В спектре должны наблюдаться линии HeII, OIII или еще более многократно ионизованных атомов. Доплеровская ширина эмиссионных линий не должна превышать 100 км/с.

3. Может наблюдаться переменность блеска с амплитудой более  $3^m$  и длиной циклов до нескольких лет.

К концу 1983 г. число заподозренных симбиотических звезд составляло 144. *Аллен* (1984б) приводит каталог этих звезд с картами окрестностей. Как мы увидим ниже, мы имеем дело с весьма неоднородной



группой объектов, которые, вероятно, представляют несколько различных стадий эволюции двойных звезд. В рамки тематики нашей книги попадают только те 60 объектов из списка *Аллена*, для которых установлена переменность.

Переменность их блеска — сложная и иррегулярная; иногда наблюдаются более или менее длительные поярчания блеска, из-за чего к этим объектам применяют название "новоподобные звезды".

Заметим, что часть симбиотических звезд показывают сильные инфракрасные избытки, возникающие в протяженных пылевых оболочках (к ним относятся, например, Z And, V1016 Cyg, RX Pup), тогда как другие избытков не показывают. По этой причине *Вебстер* и *Аллен* (1975) различают два разных типа симбиотических звезд — звезды без эмиссии и звезды с пылевой эмиссией. У некоторых из числа последних наблюдается также радиоэмиссия. Симбиотические звезды с пылевой эмиссией, или по крайней мере часть из них, являются, согласно *Сахаде* (1976), *Маммано* и *Чатти* (1975) и *Пачинскому* (1976), предшественниками части планетарных туманностей. Планетарные туманности NGC 1514 и NGC 2346, каждая из которых содержит по два непостоянных звездных компонента, могут, согласно *Маммано* и *Чатти*, являться поздней стадией развития симбиотических звезд (см. дискуссию у *Сахаде*, 1976). То, что часть симбиотических звезд, возможно, представляет собой стадию развития, предшествующую новым и звездам типа U Блинецов, мы уже упоминали выше.

Семь симбиотических звезд (все переменные) известны в качестве источников мягкого рентгеновского излучения. Это звезды, которые часто называют "очень медленными новыми" — V1016 Cyg, HM Sge и RR Tel (рис. 66), далее — R Aqr, AG Dra и повторные новые V1017 Cyg и T CrB (см. сводку у *Гарсия*, 1986). Это излучение возникает, как предполагают, при попадании струи вещества на белый карлик.

Типичные кривые блеска симбиотических звезд, а также регистрограммы спектров и кривые лучевых скоростей опубликовали *Боярчук* (1969) и *Гарсия* (1986). На рис. 67 в качестве примера показана кривая блеска

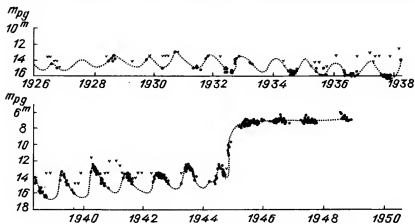


Рис. 66. Кривая блеска RR Tel с 1926 по 1949 гг. (по Мейолл)

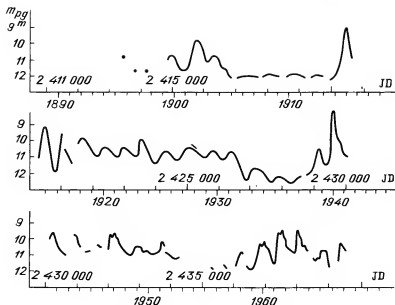


Рис. 67. Кривая блеска Z And по Боярчуку (1969)

звезды Z And. Квазипериодические флуктуации блеска (средняя продолжительность — 714 суток, с большими отклонениями) прерываются вспышками блеска с амплитудами до  $4^m$ . Аналогичное поведение показывают звезды BF Cyg, AX Cyg, CI Cyg, AX Per, но квазипериодические изменения у них выражены менее четко, чем у Z And. Совсем другой является кривая блеска звезды AG Peg. Она характеризуется вспышкой блеска в три звездные величины и продолжительностью около 100 лет, это напоми-

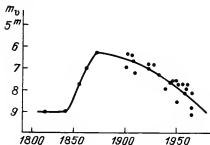


Рис. 68. Вспышка AG Peg (кривая составлена Боярчуком, 1969)

нает предельно медленную новую (рис. 68). Кроме этой вспышки, преобладают изменения блеска с периодичностью около 800 суток.

Изменения блеска симбиотических звезд связаны с изменениями цвета. При ослаблении блеска увеличивается  $(B - V)$ .

Табл. 34 содержит список некоторых симбиотических звезд по данным из литературы.

**Спектральные изменения.** Многие звезды типа Z Андромеды при падении блеска показывают в спектре усиление абсорбционных линий и уве-

Таблица 34

## Избранные симбиотические звезды

Звезда	$m_{\max}$	$m_{\min}$	$P_{\text{лс}}$	$P_{\text{ф}}$	Тип	Примечание
Z And	8,0 <sup>m</sup>	12,4 <sup>m</sup>		632 <sup>d</sup>	Z And	
EG And	7,1	7,8	470 <sup>d</sup>		Z And, II	
R Aqr	5,8	11,5	16000:	387	Мира, p	1
CMAql	13,2	16,5			Z And	
TX CVn	9,3	11,6	410:		Z And, p	
RT Car	11,0	11,4			Z And?	
$\alpha$ + VZ Cet	2,0	10,1	36000	332	Мира, p	
T CrB	2,0	10,8	228		Nr, II	
BF Cyg	9,3	13,5	750	754	Z And, p	
CH Cyg	7,4	9,1		97	Z And, II	2
CI Cyg	9,4	13,7	855	855	Z And + EA, II	
V407 Cyg	13,3	[16,5		745	Мира + новая	
V1016 Cyg	10,3	17,5	450		x, p	3,4
V1329 Cyg	11,5	18	950		x + E	5, 6, 4
AG Dra	9,1	11,2	554	554	Z And, p	7
YY Her	11,7	[13,2			Z And	
V443 Her	12,4	12,6			Z And	
RW Hya	10,0	11,2	372	376	Z And, II	
SS Lep	4,8	5,1	258		Z And?	
AX Mon	6,6	6,9	233		x	
BX Mon	9,5	13,4	1380	1360	Z And?, p	8
SY Mus	11,3	12,3		623	Z And?, p	
RS Oph	5,2	12,3	230		Nr, II	
AR Pav	8,5	13,6	605		Z And+EA, II	9
AG Peg	6,0	9,4	830	800	Z And, p	10
AX Per	9,7	13,4	682	685:	Z And	
RX Pup	11,1	14,1			Z And	
HM Sge	11	16			—, p	4
FN Sgr	9	13,9			Z And	
KW Sgr	11,0	13,2		670	Z And (SRc)	
V1017 Sgr	6,2	14,4			Nr(Z And?)	
V2416 Sgr	14,4	[17,6			Z And	4
V2601 Sgr	14,0	15,3		850	Z And	
V2756 Sgr	13,2	15,2		243	Z And?	
V2905 Sgr	10	14,6			Z And	
FR Sct	11,7	12,5			Z And	
RR Tel	6,5	16,5			NI, p	

Объяснение некоторых столбцов

 $P_{\text{лс}}, P_{\text{ф}}$  — периоды переменности по лучевым скоростям и фотометрии

Тип: тип переменности блеска дан согласно ОКПЗ

EA — затменная переменная типа Алголя; x — особые случаи

p, п — разделенная или полуразделенная система (красный гигант заполняет свою полость Роша или не заполняет ее, Гарсия, 1986)

Остальные сокращения — см. текст этого раздела.

Примечания:

1. Вероятно, затменная переменная с периодом 44 года.

2. Согласно Лууду, во время максимума блеска полуправильного красного гиганта вокруг горячего компонента (белого карлика) временно образуется диск.

Это до сих пор единственная известная симбиотическая звезда, показавшая, подобно катаклизмическим переменным, мерцание ("flickering") во время вспышки 1977 г.

3. V 1016 Cyg является, вероятно, планетарной туманностью в очень ранней стадии развития (см. обобщающую дискуссию у *Saahade*, 1976).

4. Относительно объектов V 1016 Cyg, V 1329 Cyg, V 2416 Sgr и HM Sgr мнения расходятся. Это или звезды типа Z Андромеды, или переменные планетарные туманности. Поэтому мы вернемся к ним в разделе 3.4.3.

5. "Переменная Григара". Вероятно, затменная переменная ( $P = 960^d$ ).

6. Согласно *Блейру* и др. (1981), сходна с V 1016 Cyg и звездами типа RS Гончих Псов.

7. Период согласно *Л. Майнунгеру* (1981).

8. См. *Виотти* и др. (1986) и *Уайтлок* и *Кетчпоул* (1983).

9. AR Pav — затменная переменная с амплитудой в две величины ( $P = 650^d$ ). Горячий компонент — физическая переменная.

10. Модель этого интересного, сложного объекта описали *Каули* и *Стенсел* (1973), см. также *Saahade* (1976) и *Гуго* и *Козм* (1981).

личение степени возбуждения эмиссионных линий (см. также *Боярчук*, 1969). Другие объекты время от времени показывают сильные изменения в спектре, даже когда общий блеск меняется мало. Это видно (рис. 69) на примере двух спектрограмм звезды AG Peg. Обратите внимание на усиление эмиссионных линий (H, He, FeII) на нижней спектрограмме.

Спектральные изменения во время более крупных вспышек могут быть очень сложными. Как видно из рис. 69, могут возникать профили типа P Cyg, указывающие на быстрое расширение газовой оболочки. Многие наблюдаемые явления могут быть объяснены переменной прозрачностью протяженной пылевой оболочки, окружающей объект, и меняющимися условиями возбуждения.

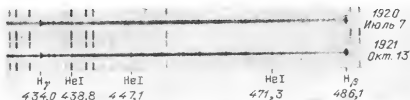


Рис. 69. Спектрограмма симбиотической звезды AG Peg (см. текст) по *Мерриллау* (1959)

Важную информацию о физических процессах дают доплеровские сдвиги различных линий и их изменения во времени, а также затменные кривые блеска, которые удалось исследовать у некоторых симбиотических звезд. Они доказывают, что большинство симбиотических звезд (вероятно, даже все они) являются двойными. На рис. 70 приведены кривые лучевых скоростей, построенные по разным линиям. Кружки относятся к FeII, точки — к эмиссиям высокого возбуждения.

Абсолютная величина и положение в Галактике. Согласно *Saahade* (1976), визуальная абсолютная величина составляет  $-3 \div -4^m$ . На основе

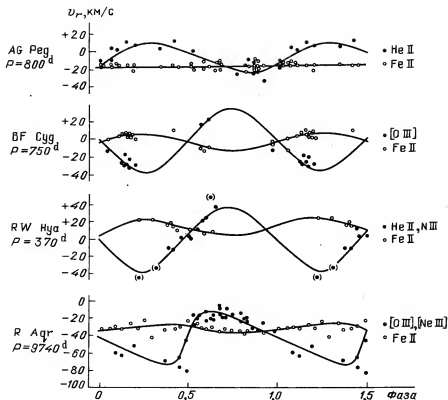


Рис. 70. Доказательство двойственности четырех симбиотических звезд на основе кривых лучевых скоростей (по Боярчуку, 1969)

галактического распределения и пространственных скоростей симбиотических звезд следует отнести к населению II типа.

**Модели симбиотических звезд.** В то время как совсем еще недавно предпринимались отдельные попытки объяснить спектр симбиотической звезды сложной структурой одиночной звезды, в результате открытия упомянутых выше периодических изменений лучевых скоростей, спектральных линий и затменных кривых блеска была доказана двойственная природа большого числа симбиотических звезд.

В настоящее время симбиотический объект представляется приблизительно следующим образом (рис. 71; см. также Каули и Стенсел, 1973 и обзоры Фиста, 1983, Аллена, 1984а, Боярчука, 1986 и Лутгарта, 1986). Он является двойной звездой, состоящей из гиганта спектрального класса M (реже G или K) с радиусом около 100 радиусов Солнца и из горячего субкарлика или белого карлика (иногда звезды главной последовательности) с радиусом менее  $0.5 R_{\odot}$  и эффективной температурой до  $10^5$  K. Время обращения при среднем расстоянии около  $200-1000 R_{\odot}$  ( $1-5$  а.е.) составляет от одного года до нескольких лет. Оба объекта окружены

одной или несколькими общими газовыми оболочками или газовыми дисками:  $\approx 5 \cdot 10^4 R_{\odot}$ , электронная плотность около  $10^6 - 10^7$  электронов в  $1 \text{ см}^3$ , электронная температура  $(15-20) \cdot 10^3 \text{ К}$ . Источником газовой оболочки является красный гигант, отдающий значительное количество вещества посредством солнечного ветра или (если это долгопериодическая звезда типа Миры Кита) вследствие пульсации. По оценкам *А.Р. Уокера* (1976), средняя скорость обмена массы симбиотической звезды составляет всего  $3 \cdot 10^{-9} M_{\odot}$  в год, лишь у симбиотических звезд типа Миры Кита она существенно выше. В некоторых случаях, как и у катаклизмических объектов, должен иметь место обмен массы через точку Лагранжа  $L_1$ . Если красный гигант заполняет свой объем Роша, то вещество перетекает непосредственно с его поверхности, если же нет — из симметричного газового диска, окружающего красный гигант, подпитывающегося звездным ветром и имеющего утолщение вблизи точки Лагранжа (примеры — полуразделенные системы в табл. 34).

Эмиссионные линии высокого возбуждения возникают в общей газовой оболочке благодаря излучению горячего звездного компонента, собирающего массу. Происходит ли аккреция сферически-симметрично, экваторно-симметрично или (если это магнитный карлик с дипольным полем) на полюсах, пока не известно. Один случай может отличаться от другого. Мерцание, наблюдаемое у повторных новых и некоторых других объектов (Т CrB, RS Oph, V1017 Sgr, CH Cyg, CI Cyg и др.), указывает на существование аккреционного диска вокруг горячего объекта. Даже в относительно широкой системе Миры Кита вокруг компактного спутника, Миры В (VZ Ceti), образовался аккреционный диск. Это смогли показать *Кассателла* и др. (1985) на основе ультрафиолетовых спектров высокого разрешения, полученных со спутников. В последнее время дискутируется вопрос о возможности объяснения наблюдаемой переменности блеска некоторых симбиотических звезд, аналогично карликовым новым (см. раздел 3.1.5), нестабильностями аккреционного диска (*Ливини* и *Уорнер*, 1984 и *Душ*, 1986).

Линии низкого возбуждения (FeII) возникают не в оболочке, а в слоях атмосферы холодного компонента, обращенных к горячей звезде. Кривые лучевых скоростей на рис. 70 отражают, таким образом, меняющуюся периодически разность скоростей между холодной звездой и той частью газовой оболочки, которая окружает горячий компонент.

В одних случаях газовая оболочка очень тонкая, в других — очень плотная. Она может выглядеть планетарной туманностью с двумя ядрами. Некоторые переменные планетарные туманности показывают поэтому тесное родство с симбиотическими звездами, о чем в нашей книге уже несколько раз упоминалось.

В одних случаях газовая оболочка очень тонкая, в других — очень плотная. Она может выглядеть планетарной туманностью с двумя ядрами. Некоторые переменные планетарные туманности показывают поэтому тесное родство с симбиотическими звездами, о чем в нашей книге уже несколько раз упоминалось.

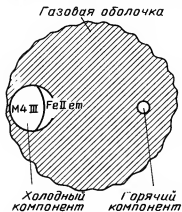


Рис. 71. Модель симбиотической звезды по *Боярчуку* (1969)

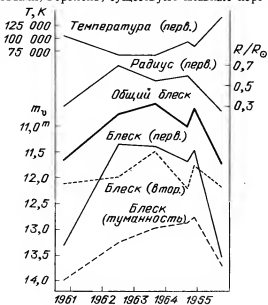
Все три компонента симбиотического объекта могут вносить вклад в переменность блеска, при этом накладываются следующие пять эффектов:

1. Переменность прозрачности и условий возбуждения оболочки.
2. Переменность горячего компонента, возможно, из-за нерегулярностей в скорости аккреции вещества и скорости выделения энергии, в предельных случаях (когда первичный компонент является очень компактным и вырожденным) — из-за ядерных взрывов [предельно медленные новые, такие как RT Ser (рис. 42), RR Tel и другие].
3. Долгопериодическая переменность, или переменность типа Миры Кита холодного компонента.
4. В редких случаях (см. выше) затменная переменность блеска.
5. Вращательная переменность блеска, вызываемая неравномерной поверхностной яркостью (обусловленной так называемым эффектом отражения, см. раздел 4.1.4). Она может наблюдаться и в случае, когда затмения не происходят.

Если в общей переменности блеска преобладает третья составляющая, мы имеем дело с "симбиотической долгопериодической" звездой. Самыми известными примерами (см. ниже) являются R Aqr, UV Aur, o Cet + VZ Cet. Если ведущую роль играет составляющая п. 2, то мы имеем дело, в зависимости от физических параметров оболочки и горячего карлика, с повторной новой (T CrB, RS Oph) или с предельно медленной новой (например, RR Tel — см. также Фист и др., 1983, и очень интересный объект PU Vul — см. Гершберг, 1986, Чочол и Григар, 1987). В общей переменности блеска звезд типа Z Андромеды в узком смысле значительную роль играют первые три составляющие. На рис. 72 в качестве примера показаны эти три составляющие общей переменности блеска звезды Z And. Между звездами типа Z Андромеды и повторными новыми, вероятно, существуют плавные переходы. Пример: CI Cyg имела новоподобные вспышки в 1911, 1937, 1971, 1973 гг.

Несмотря на значительные успехи, мы еще очень далеки от полного понимания явления симбиотической звезды. Они, вероятно, не являются физически однородным классом объектов, но наблюдаемые у них явления очень сходны. Все

Рис. 72. Вклад трех различных компонентов Z And в общую переменность блеска между 1961–1966 гг. (нижняя кривая). Наверху — изменение температуры и радиуса первичного компонента через одинаковые промежутки времени (по Боярчуку)



попытки подразделить симбиотические звезды на подгруппы носят поэтому предварительный характер. Гарсия (1986) пытается ввести классификацию по величине отношения радиуса Роша к звездному радиусу красного компонента. С физической точки зрения она, конечно, имеет глубокий смысл, но из-за недостаточной точности применима пока для очень малого числа объектов. Подразделение симбиотических звезд на пять следующих ниже типов основано на физических свойствах, частично отражающихся в разновидностях форм кривых блеска (см. Пачинский и Рудак, 1980; Аллен, 1980).

1. Звезды типа I. Светимость горячего, вырожденного компонента (белого карлика) обусловлена стабильно "горящим" водородным слоем. Колебания скорости аккреции вызывают переменность блеска горячего компонента и (вследствие изменений массы, радиуса и температуры) оболочки. По характеру изменений блеска звезды типа I в большинстве случаев соответствуют звездам типа Z Андромеды в узком смысле. Примеры: BF Cyg, AG Dra, AG Peg, AX Per. На рис. 67 показана кривая блеска Z And.

2. Звезды типа II. "Горение" водорода горячего компонента происходит в форме вспышек в водородном слое ("flashes"), т.е. взрывообразно — подобно классическим новым. Отличия от обычных новых, возможно, объясняются другим строением компактного компонента или большей плотностью оболочки, влияющей на ход вспышки. Изменения блеска в оптической части спектра в большинстве случаев напоминают очень медленные новые (Nc). Примеры: RX Pup, RR Tel, а также объекты V 1016 Cyg, V 1329 Cyg и HM Sge, считающиеся планетарными туманностями. На рис. 42 в качестве примера показана кривая блеска RT Ser (см. также Фрид, 1980).

3. Повторные новые. Как уже было указано выше (раздел 3.1.2), часть повторных новых родственна симбиотическим звездам. Они имеют более тонкие оболочки. По характеру изменения блеска они больше напоминают

Таблица 35

Периоды импульсов избранных пульсаров

Рентгеновский источник	Оптический объект	P
SMC X-1	Sk 160	0,715 <sup>s</sup>
Her X-1	HZ Her	1,24
Cen X-3	V 779 Cen	4,84
1E 1048-59		6,44
4U 1626-67	KZ TrA	7,68
A 0535 + 26	V 725 Tau	104
GX 1+4	V 2116 Oph	229
4U 1258-61		272
Vel X-1	GP Vel	283
4U 1145-61	V 801 Cen	292
A 1118-61	RS Cen (?)	405
4U 1538-52	QV Nor	529
GX 301-2	BP Cru	696
3U 0352+30	X Per	835



## Выборка рентгеновских двойных звезд с известными орбитальными периодами

Рентгеновский источник	Оптический объект	$P$	$m_{\max}$	$m_{\min}$	$S_{\text{опт}}$	$S_{\text{рент}}$	Тип
GX 1+4	V2116 Oph	304 <sup>d</sup>	18,7 <sup>m</sup>	19,4 <sup>mV</sup>	M6III	1,5:	m, c
GX 301-2	BP Cru	41,4	10,8	10,9V	B2Iae	30:	M
Cir X-1	BR Cir	16,59	13,5	16 r	OBI	18:	M
Cyg X-2	V1341 Cyg	9,84	14,8	15,4 B	FIII-IV	1,5 (?)	M
2S 0921-630	V395 Car	9,01	15,3	16,5 B	GIII:	0,8?	m
Vel X-1	GP Vel	8,97	6,7	6,9 V	B0,5 Ia	1:	m
Cyg X-1	V1357 Cyg	5,60	8,8	8,9 V	O9,7I	21	M
SMC X-1	Sk 160	3,89	13,3	B	B0I	10	M
3U 1700-37	V884 Sco	3,41	6,5	6,6 V	O6f	19:	M
Cen X-3	V779 Cen	2,09	13,4	B	O6,5V-III	27	M
Her X-1	HZ Her	1,70	12,8	15,1 B	B8-f3V	17	M
Aql X-1	V1333 Aql	1,3:	14,8	19,4 B	G7-K3V	2,2	m
Sco X-1	V818 Sco	0,79	11,1	14,1 B	pec	1:	m, H
Cen X-4	V822 Cen	0,63	12,8	[19 B	K3-7V		m, H
A 0620-00	V616 Mon	0,323	12	20 B	K5-7V		m, H
2A 1822-371	V691 CrA	0,232	15,4	16,4 V		0,2:	m
4U 2129+47	V1727 Cyg	0,218	16,9	18,6 B		0,4	m
Cyg X-3	V1521 Cyg	0,200		[23		0,6	m
XB 1254-690	-	0,16	18,9	19,3V			m
4U 1915-05	-	0,035		[22	DB?		m
4U 1626-67	KZ TrA	0,029	18,2	18,7 B	DB?		m
4U 1820-30	-	0,008			DB?	0,055	m

Объяснение некоторых столбцов.

Рентгеновский источник: обозначения А 0620-00, 3U 1700-37 и 4U 2129+47 см. раздел 6.7.

 $P$  — орбитальный период $S_{\text{опт}}$  — спектральный тип оптического компонента $S_{\text{рент}}$  — масса оптического компонента (в массах Солнца) $S_{\text{рент}}$  — масса рентгеновского компонента (в массах Солнца)

Тип: m — маломассивная рентгеновская звезда

M — массивная рентгеновская звезда

H — рентгеновская новая

c — симбиотическая рентгеновская звезда

классические новые и схожи со звездами типа II. Представления о причинах взрывов новых RS Oph и T CrB в настоящее время полностью расходятся. RS Oph является настолько загадочным объектом, что в декабре 1985 г. этой звезде была посвящена целая конференция (см. Бодэ, 1986)!

4. *Симбиотические звезды с жестким рентгеновским излучением.* До сих пор известен один такой объект — V2116 Oph. В отличие от других до сих пор известных симбиотических звезд, не излучающих в рентгеновском диапазоне или являющихся источниками только предельно мягкого рентгеновского излучения, этот объект отождествляется с жестким рентгеновским пульсаром 3U 1728–24 = GX 1 + 4. Аллен (1981) интерпретирует этот объект как симбиотическую звезду, у которой место горячего субкарлика занимает нейтронная звезда. Физические параметры этой интересной системы приведены в табл. 35 и 36 (см. также Катлер и др., 1986).

5. *Симбиотические долгопериодические звезды.* До сих пор известно около 25 симбиотических долгопериодических звезд. В кривой блеска этих объектов преобладает вклад красного компонента. Примеры:  $\alpha$  + VZ Cet (Ямашита и др., 1978). VZ Cet является физическим спутником Миры Кита ( $\alpha$  Cet). Спектральный класс — Beq, максимальное расстояние между компонентами 0,9", время обращения — 100 лет.

VZ Cet (9,5 — 12<sup>m</sup>), продолжительность цикла около 14 лет. Она не является, как принималось ранее, типичной Be-звездой, а, как уже указывалось, представляет собой белый карлик с аккреционным диском. Переменность объясняется взаимодействием с близко расположенной Мирой Кита — звездой класса g Me с периодом 332<sup>d</sup>.

R Aqr (см. Уоллерстейн и Гринштейн, 1980; Калер, 1981). В этом случае на спектр звезды спектрального класса M7e накладывается спектр переменной газовой туманности с эмиссионными линиями высокого возбуждения. В 1922–1933 гг. был, кроме того, виден непрерывный спектр горячего спутника, достигавшего 8<sup>m</sup>. В переменности блеска преобладает все же переменность типа Миры Кита с периодом 387<sup>d</sup> и интервалом блеска в визуальных лучах 5,8–11,5<sup>m</sup>. Фотография туманности приведена у Уоллерстейна и Гринштейна (1980). У белого карлика этой системы тоже предполагается аккреционный диск\*).

UV Aur (Боярчук, 1969). Эта красная долгопериодическая звезда (9,8 — 11,1<sup>m</sup> в визуальных лучах, спектральный класс S8er) тоже имеет симбиотический спектр. В переменности блеска преобладает красный компонент.

Подробнее о симбиотических звездах можно прочитать в книге "The Nature of Symbiotic Stars", Astrophys. Space Sci. Libr., Vol. 95 (1982) и у Аллена (1984а) в обзорной лекции на коллоквиуме MAC № 80. Нельзя смешивать симбиотические звезды со звездами с оболочками типа S Золотой Рыбы (раздел 3.4.1) и типа  $\gamma$  Кассиопеи (раздел 3.4.2), возможно, являющимися одиночными звездами и четко отличающимися спектрально.

\*) См. также в разделе 4.1 соображения Вильсона и др. (1981) о возможной затменной переменности R Aqr с периодом 44 года, вызывающей периодические ослабления у нее переменности типа Миры. — Примеч. ред. перевода.

### 3.1.7. Маломассивные рентгеновские двойные звезды

Общие сведения о рентгеновских двойных звездах. Как мы видели, большое число катаклизмических и симбиотических двойных звезд являются источником рентгеновского излучения. С источниками рентгеновского излучения мы будем встречаться и в последующих главах этой книги.

К рентгеновским двойным звездам в узком смысле относят объекты, излучающие в рентгеновской спектральной области больше энергии, чем в остальных областях вместе взятых. Эти объекты удалось открыть и классифицировать только после установки современных приемников рентгеновского излучения на ИСЗ, так как земная атмосфера не пропускает космическое рентгеновское излучение.

Хотя книга, лежащая перед вами, посвящена рассмотрению звезд, переменных как раз в видимой спектральной области, мы со спокойной совестью можем в ней рассматривать переменные рентгеновские источники. Дело в том, что точные отождествления показывают, что многие рентгеновские источники идентифицируются со слабыми оптическими источниками — уже известными или новыми переменными. Тщательные фотометрические исследования в разных областях спектра и спектральные исследования позволили установить, что большая часть космических рентгеновских источников является двойными звездами, более или менее родственными со звездами типа U Близнецов и новыми. Фундаментальным процессом для генерации рентгеновских лучей и оптической переменности у всех этих источников является, вероятно, собирание вещества компактным спутником. Чем меньше и массивнее компактное тело, тем большую энергию, т.е. меньшую длину волны, имеет образующееся рентгеновское излучение. Во многих журналах, например в "Sky and Telescope", "Sterne und Weltraum" и "Die Naturwissenschaften", публиковались обзоры современных знаний в области исследования рентгеновских двойных звезд. Каталог всех рентгеновских объектов, известных к началу 1978 г., с литературными данными и комментариями опубликован Амнузлем и др. (1979). (Размышления о возможном космогоническом происхождении рентгеновских двойных звезд можно найти у Фланнери и Ульриха, 1977.)

Космогонически важным является то, что до сих пор не было найдено ни одной рентгеновской звезды, менее плотный компонент которой ( $M_{\text{opt}}$  в табл. 36) имел бы среднюю звездную массу. Либо масса  $\leq 2,5 M_{\odot}$  — тогда говорят о маломассивной рентгеновской звезде; либо масса  $\geq 15 M_{\odot}$  — тогда говорят о массивной рентгеновской звезде. К маломассивным рентгеновским звездам относятся рентгеновские пульсары, рентгеновские барстеры и рентгеновские новые.

Маломассивные рентгеновские пульсары. В 1972 г. Лиллеру удалось отождествить рентгеновский источник Нег X-1, открытый с помощью рентгеновского спутника "Ухуру", с переменной звездой HZ Нег, найденной Гоффмейстером в 1936 г. Еще в ОКПЗ 1969 г. звезда сопровождается значком "Is" — быстропеременный, иррегулярный объект; диапазон звездных величин 13–14,5<sup>m</sup>.

HZ Нег показывает довольно сложную переменность блеска, протекающую, однако, очень закономерно.

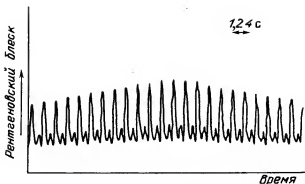


Рис. 73. Рентгеновские импульсы Her X-1 (измерения "Ухуру" по Киппенхану, 1973)

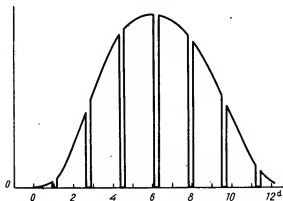


Рис. 74. HZ Her (Her X-1). Ход 1,7-суточного ритма рентгеновской переменности во время 12-суточного "включенного" состояния (схематично)

В "рентгеновском свете" происходит наложение следующих явлений.

1. Каждые 1,24 с наблюдаются рентгеновские вспышки. Отсюда название — рентгеновский пульсар (рис. 73).

2. Период 1,24 с не сохраняется строго, а наблюдается частотная модуляция с периодом 1,70017<sup>д</sup>. Он интерпретируется как орбитальный период рентгеновского объекта в двойной звезде. Периодическое удаление и приближение рентгеновского источника относительно Земли вызывает, вследствие эффекта Доплера, уменьшение и увеличение частоты 1,24-секундных импульсов рентгеновского излучения.

Количественные оценки дают скорость движения по орбите, равную по меньшей мере 170 км/с, и радиус орбиты, равный восьми радиусам Солнца.

3. Через регулярные промежутки времени, равные 1,70017<sup>д</sup>, рентгеновские импульсы резко прекращаются на пять часов, как это видно на рентгеновской кривой блеска (рис. 74). Это интерпретируется как длящее-

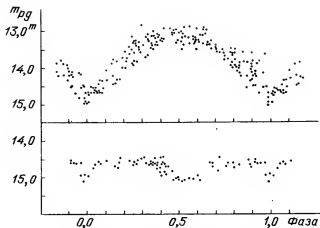


Рис. 75. Кривая блеска HZ Her ( $P = 1,7^d$ ) во время активного (наверху) и пассивного (внизу) состояний по Худеку и Венцелю (1976)

ся пять часов полное затмение очень маленького по размерам рентгеновского источника нормальной звездой (вторичным компонентом системы).

4. Рентгеновское излучение показывает очень строгий 35-суточный ритм: 12 суток рентгеновский источник "включен", 23 суток — "выключен" (рис. 74).

В видимой спектральной области наблюдаются следующие закономерности переменности блеска.

1. Пульсации с периодом 1,24 с в оптической области заметны только время от времени и имеют очень маленькую амплитуду.

2. В рядах фотозлектрических наблюдений выявляется быстрое нерегулярное мерцание малой амплитуды с характерным временем от нескольких секунд до минут, свойственное катаклизмическим переменным.

3. Основную переменность составляют периодические, волнообразные колебания в ритме 1,70017-суточного орбитального периода. Их вполне могут наблюдать даже астрономы-любители (см. рис. 75, наверху). Хотя минимум в видимом свете совпадает с рентгеновским минимумом, он вызывается не затмением рентгеновского источника. В видимой спектральной области рентгеновский источник настолько слаб, что его вклад в общий свет пренебрежимо мал. Скорее всего оптический минимум возникает из-за вторичного компонента, чье нагретое рентгеновским источником и ставшее поэтому намного более ярким полушарие во время полного затмения рентгеновского источника повернуто от нас и в результате не видимо. В это время звезда имеет спектральный класс F0. Во время видимости нагретого яркого полушария спектральный класс около B8 — A0.

Примечательно, что оптическая орбитальная кривая блеска лишь слегка изменяется в ходе 36-суточного ритма рентгеновского излучения. Во время упоминавшегося 23-суточного интервала, когда мы не принимаем рентгеновских лучей, мы продолжаем видеть переменность с периодом в  $1,70017^d$ , связанную с нагретым рентгеновским излучением полушарием вторичного

компонента. Это указывает на то, что в продолжении этих 23 дней рентгеновское излучение достигает поверхности спутника, но не Земли.

4. HZ Her может несколько лет подряд находиться в оптически пассивном состоянии. Тогда блеск колеблется с двойной волной и малой амплитудой около  $15^m$ . Предполагается, что компактный компонент в эти промежутки времени не является активным и в рентгеновской области и не разогревает повернутое к нему полушарие звезды спектрального класса F (Худек и Венцель, 1976). На рис. 75 показана оптическая кривая блеска ( $P = 1,7^d$ ) во время активного и неактивного состояний.

Все свойства HZ Her пока полностью понять не удастся, но можно себе представить следующую схему объекта.

Звезда спектрального класса F0 с массой около  $2M_{\odot}$  находится несколько выше главной последовательности. Она заполняет свою полость Роша, и вещество постоянно перетекает к компактному компоненту с массой около солнечной. Наблюдательные данные указывают на то, что спутник, в отличие от "классических" катаклизмических объектов, является не белым карликом, а нейтронной звездой с магнитным полем на поверхности около  $10^{12}$  Э. Несмотря на столь сильное поле, перетекающее вещество накапливается в аккреционном диске. В случае полярных (см. раздел 3.1.4) было показано, что при полях  $\geq 10^8$  Э образования диска не происходит. У полярных компактным компонентом является белый карлик, радиус его порядка  $5 \cdot 10^3$  км. А нейтронная звезда у HZ Her с полем  $10^{12}$  Э имеет радиус около 10 км. На расстоянии  $5 \cdot 10^3$  км от нейтронной звезды сила поля составляет только  $10^{12} \cdot [10/(5 \cdot 10^3)]^2$  Э =  $4 \cdot 10^6$  Э. Магнитное поле здесь не в состоянии ни синхронизовать вращение нейтронной звезды с орбитальным вращением, ни помешать образованию аккреционного диска. Но под его влиянием поток вещества попадает на нейтронную звезду у полюсов. При столкновении с нейтронной звездой освобождается приблизительно в тысячу раз больше энергии, чем при столкновении с белым карликом. Водород спонтанно превращается в тяжелые элементы (в основном, группы железа), из-за чего освобождается дополнительная энергия. С (магнитных) полюсов нейтронной звезды исходит поэтому очень жесткое рентгеновское излучение. Периодичность в 1,24 с можно объяснить, как это делается для пульсаров в разделе 3.6.2, с помощью эффекта маяка. Нейтронная звезда вращается с очень коротким периодом в 1,24 с. Менее компактная звезда (белый карлик) была бы разорвана из-за возникающих сильных центробежных сил. Так как магнитный и вращательный полюсы нейтронной звезды не совпадают (у Земли, кстати, тоже), то при вращении магнитного полюса вокруг оси вращения через каждые 1,24 с рентгеновский поток, исходящий из полюса, достигает Земли в виде короткой вспышки.

Причины 35-суточной периодичности рентгеновского излучения еще не выяснены. Возможно, она вызывается прецессией оси вращения. Из-за этого периодически, с ритмом в 35 суток, меняется направление рентгеновского потока, исходящего из магнитного полюса. А упоминавшееся прекращение рентгеновского излучения на 23 суток может означать, что в этот промежуток времени "пучок" рентгеновских лучей не попадает на Землю. Согласно другой гипотезе, причиной 35-суточного цикла являются самовозбуждающиеся нелинейные колебания потока вещества в облучае-

мом диске. Здесь наблюдается формальное сходство с упомянутой в разделе 3.1.5 нестабильностью в структуре диска у звезд типа U Близнецов. Поток, излучаемый нейтронной звездой в рентгеновской двойной, приблизительно в 1000 раз превышает поток, излучаемый белым карликом. Результирующее огромное давление излучения может вызывать нестабильность в радиальной структуре горячего диска HZ Нег с периодом в 35<sup>d</sup>. Читателей, желающих подробнее познакомиться со сложным механизмом этого процесса самовозбуждения, отсылаем к оригинальным работам (Майер и Майер-Гофмейстер, 1984).

Популярное описание интересной системы HZ Нег — Нег X-1 дает Купенхан (1973). Современные представления об этой системе можно найти, например, у Яхеля (1980) и у Ховарта и Вильсона (1981).

Список известных периодов импульсов рентгеновских пульсаров по Дельпино (1981) приведен в табл. 35. Этот автор обсуждает возможный путь эволюции звезд типа HZ Геркулеса.

Кроме Нег X-1, известны и другие маломассивные рентгеновские пульсары. Самые важные из них приведены в табл. 36. Таблица была составлена по данным Амнуэля и др. (1979) и Риттера (1987) и дополнена более новыми литературными данными. Из таблицы видно, что оптические видимые компоненты средних и поздних спектральных классов имеют классы светимости III—V.

Особого упоминания заслуживает исключительная система KZ TrA с орбитальным периодом, равным всего 41,5 мин, в которой не звезда главной последовательности, а белый карлик поставляет вещество на нейтронную звезду (см. также Ратнапорт и Джосс, 1984). Подобной может быть и природа невидимого в оптике источника 1E 2259 + 586.

**Рентгеновские барстеры.** Это группа маломассивных рентгеновских двойных звезд, состоящих, по-видимому, из звезды с массой  $< 0,5 M_{\odot}$  и нейтронной звезды. В отличие от похожих на них в других отношениях звезд типа HZ Геркулеса (см. выше), посылающих регулярные рентгеновские импульсы, здесь имеют место квазипериодические вспышки ("bursts"), происходящие на фоне более или менее стабильного уровня интенсивности рентгеновского излучения. Рентгеновский блеск при этом увеличивается приблизительно в 10 раз. Увеличение блеска длится около

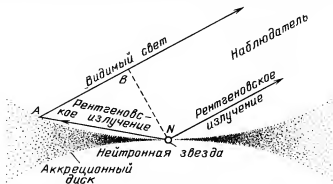


Рис. 76. Предполагаемая схема возникновения оптически видимой вспышки блеска у рентгеновского барстера (по Ван Парадаису, 1981)

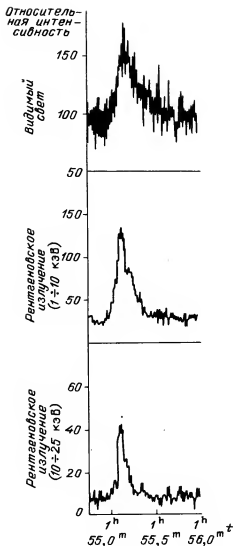


Рис. 77. Рентгеновский барстер MXB 1636-53 (V801 Aга); одновременные наблюдения вспышки в видимой (наверху) и рентгеновской областях 28 июня 1979 г. (по Ван Парадайсу, 1981)

1 с, спад — около 5 с. Длина цикла (среднее время между двумя вспышками) зависит от объекта и лежит в интервале от нескольких часов до нескольких суток. Спектр во время вспышки соответствует спектру черного тела с температурой  $30 \cdot 10^6$  К!

В немецкой литературе эти объекты иногда называют не очень благозвучным словом "Ausbrüchler", двоякий смысл которого с долей юмора можно передать словом "изверги". К началу 1981 г. было известно 40 рентгеновских барстеров, 8 из них находятся в шаровых скоплениях. Пять барстеров уверенно отождествлены с оптическими объектами. Первый барстер был открыт в 1975 г. с помощью рентгеновского спутника ANS ("Astronomical Netherlands Satellite"). Он находится в шаровом скоплении NGC 6624, лежащем вблизи галактического центра.

Летом 1978 г. Гриндли, Макклинтоку и Канитаресу впервые удалось показать наличие вспышки одновременно в рентгеновской и оптической областях у объекта MXB 1735-44 = V926Sco

(см. Ван Парадайс, 1981; MXB — "Massachusetts X-Ray Burster"). Интересно, что оптическая вспышка запаздывает примерно на 3 с относительно рентгеновской вспышки. Это запаздывание оптической вспышки объясняется поглощением рентгеновского излучения частями аккреционного диска с дальнейшим переизлучением в оптическом диапазоне (рис. 76). Лучу необходимо время около 3 с, чтобы преодолеть расстояние NAB, составляющее около  $10^6$  км.

Позднее удалось зарегистрировать оптические вспышки и у других объектов (см. Лоуренс и др., 1983б). Как показано на рис. 77, блеск барстера MXB 1636-53 = V801 Aга за две секунды может возрасти в четыре раза! (см. Педерсен, 1979 и Педерсен и др., 1983а, б). Особенным объек-



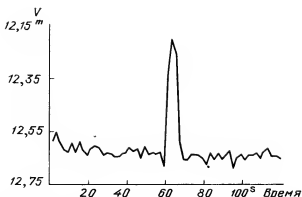


Рис. 78. Вспышка блеска V818 Sco (Sco X-1) в оптической области 13 марта 1979 г. в  $7^{\text{h}}29^{\text{m}}49^{\text{s}}$  всемирного времени; наблюдения в Ла-Силла (см. Маудер, 1981)

том является Sco X-1 = V818 Sco (см. также Худек, 1981б), у него наблюдаются только оптические вспышки, рентгеновских вспышек не наблюдается. Это должно быть впечатляющим зрелищем — неожиданно увидеть в телескоп такой световой всплеск! На рис. 78 показана одна из оптических вспышек у Sco X-1; физическую модель Sco X-1 обсуждают Кан и др. (1981).

В некоторых случаях удалось определить спектральный класс, массу вторичного компонента и орбитальный период  $P$  двойной системы. Значения лежат в следующих интервалах: спектральный класс G—K; масса  $0,4-1 M_{\odot}$ ,  $P$  — от 11 мин до 3,4 суток (см. Риттер, 1987). У двух барстеров (V1727 Cyg и V2134 Oph) установлена затменная переменность блеска.

Примечательными являются следующие свойства барстеров.

1. Предельно малая оптическая светимость. Рентгеновская светимость в  $10^4$  раз превышает оптическую! Не удивительно, что все немногочисленные оптически отождествленные барстеры являются слабыми объектами.

2. Частая встречаемость в шаровых скоплениях, галактическом гало и в направлении на галактический центр свидетельствует об их принадлежности ко II типу населения. Поэтому они должны быть старыми объектами.

В настоящее время нашли наибольшее распространение следующие представления о природе барстеров.

Барстеры — это "престарелые" рентгеновские двойные звезды, у которых нейтронная звезда имеет только "слабое" магнитное поле — максимум  $10^{10}$  Э. Водород, устремляющийся из аккреционного диска на нейтронную звезду, распределяется по ней не так, как в случае пульсара. У рентгеновских пульсаров под действием магнитного поля водород попадает на маленькие площадки поверхности звезды в форме плотных струй и так сильно разогревается, что спонтанно превращается в тяжелые элементы до группы железа. У барстеров, вследствие намного меньшего магнитного поля, водород распределяется более или менее радиально-симметрично по всей поверхности нейтронной звезды. Поэтому температура и давление намного меньше. Количественные оценки показывают, что хотя падающий водород спонтанно превращается в гелий, образования более тяжелых

элементов не происходит. На поверхности нейтронной звезды собирается все больше гелия, пока температура и давление не окажутся настолько высокими, чтобы взорвать "гелиевую бомбу". Этот процесс похож на тот, с которым мы познакомились у новых звезд, где вспышка вызывается взрывным водородным синтезом на белом карлике.

Основные отличия связаны с длительностью вспышки. У новых это месяцы, у рентгеновских барстеров это только секунды. Частота событий — годы и столетия у повторных новых и только часы у рентгеновских барстеров.

Упомянем о двух необычных объектах, у которых вещество на нейтронную звезду поставляется, вероятно, белым карликом: 4U 1915–05 (*Ранпорт и Джосс*, 1984) и 4U 1820–30 (*Крейла и др.*, 1987) с орбитальными периодами соответственно 50 мин и 11,4 мин.

Возможность определения расстояний до рентгеновских барстеров обсуждает *Ван Парадайс* (1981).

Подробнее о современном уровне познаний в области рентгеновских барстеров можно прочитать у *Лайтмана* (1976), *Льюина* и *Ван Парадайса* (1979), *Уамстекера* (1979) и *Ли* (1983).

**Особый случай — быстрый барстер.** Среди известных рентгеновских барстеров есть оригинальный объект. МХВ 1730–335, показывающий, кроме обычных вспышек, быстрые рентгеновские всплески, до 1000 штук в сутки с интервалами от 10 с до нескольких минут. "Rapid burster" становится активным приблизительно каждые полгода и от двух до шести недель посылает всплески. *Уамстекер* сравнил это явление со "стрельбой из автомата рентгеновскими лучами" (рис. 79).

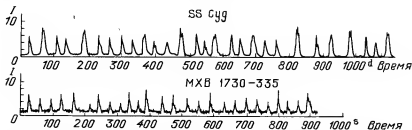


Рис. 79. Рентгеновская кривая блеска быстрого барстера МХВ 1730–335 (измерения SAS-3) в сравнении с визуальной кривой блеска звезды типа U Близицево SS Cyg (наблюдения AAVSO) по *Бречеру* и др. (1977);  $I$  — интенсивность в произвольных единицах

Кроме рентгеновской области, вспышки наблюдаются в инфракрасной и радиоволновой областях (*Лоуренс* и др., 1983а). Из-за огромного межзвездного поглощения объект в оптической области не виден.

Причиной "быстрых барстеров", возможно, является нестабильность в аккреционном потоке вещества, аналогично звездам типа U Близицево. *Бречер* и др. сравнивают рентгеновскую кривую блеска МХВ 1730–335 с оптической кривой блеска звезды типа U Близицево SS Cyg и констатируют совпадение формы вспышек обоих объектов. Характерные времена очень различны (см. рис. 79). В последнее время предполагают, что эти неста-

бильности в потоке вещества являются следствием эффекта общей теории относительности, на котором мы здесь не будем останавливаться. Заинтересованных читателей отсылаем к первоисточникам (Милгрэм, 1987). МХВ 1730—335 показывает, кроме того, колебания в рентгеновской кривой блеска с периодом 12,2 мс, вызванные, быть может, пульсацией оболочки нейтронной звезды. Они напоминают "когерентные осцилляции", имеющие место у катаклизмических переменных. Есть еще четыре рентгеновские двойные звезды, показывающие подобные импульсы с интервалами во времени от 15 до 69 мс (Ливин и Бат, 1982).

**Рентгеновские новые.** Это маленькая группа маломассивных рентгеновских звезд, показывающих оптические вспышки подобно классическим новым, с которыми их легко можно спутать в случае отсутствия одновременных рентгеновских и спектральных наблюдений. Вне вспышек у этих объектов наблюдается лишь очень слабое рентгеновское излучение или его не наблюдается вовсе.

Рентгеновские новые, обнаруженные до настоящего времени, показывают или единственную вспышку (новая V 2107 Oph 1977), или повторно вспыхивают через месяцы, годы или десятилетия. Высокая интенсивность их мягкого рентгеновского излучения длится несколько недель. Рентгеновские новые в английской литературе называются иногда "soft X-ray transients" — "кратковременные источники мягкого рентгеновского излучения".

Не у всех рентгеновских новых параллельно с рентгеновской вспышкой наблюдается и оптическая. И наоборот, только немногие новые, открытые в видимой спектральной области, являются одновременно рентгеновскими новыми.

Ниже мы опишем несколько объектов, для которых имеются хорошие наблюдения в видимой области спектра. Звезду A0620—00 = новая V 616 Mon (1975) в литературе часто называют повторной новой. До сих пор наблюдались две вспышки (1917 и 1975 гг.), во время которых блеск в синих лучах возрастал от 20 до 11,3<sup>m</sup>. На рис. 80 дана кривая блеска объекта. Оптические наблюдения показывают периодичность 0.323014 суток с малой амплитудой, являющуюся, очевидно, орбитальным периодом тесной двойной системы. Во время взрыва V 616 Mon не показывает сложного спектрального развития типичных новых (ср. Иловайский и Шевалье, 1977 и Дюрбек, 1977). По-видимому, вспышка блеска не связана с расширением оболочки новой. Вероятно, объект представляет собой двойную систему малой массы, состоящую из звезды главной последовательности спектрального класса G или K и компактного спутника (нейтронной звезды или черной дыры, см. Макклиток и Ремиллард, 1986).

Сходное оптическое поведение было обнаружено у рентгеновских новых 1974 года (KY TrA = A1524—61, блеск 17.5 — 22<sup>m</sup>, и V 725 Tau = A0535 + 26), см. Рёссигер (1979).

Не совсем типичной рентгеновской новой является Aql X-1 = V 1333 Aql, имеющая очень короткую длительность циклов, всего 12—16 месяцев. На рис. 81 показаны рентгеновская кривая блеска и кривая блеска в синих лучах для того же интервала времени. И здесь оптическая и рентгеновская вспышки происходят одновременно. Спектры, полученные в минимуме блеска (20—21<sup>m</sup>), указывают на существование спутника спектрального

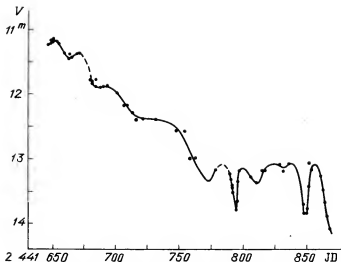


Рис. 80. Визуальная кривая блеска рентгеновской новой V616 Моп (1975) по Робертсону и др. (1976)

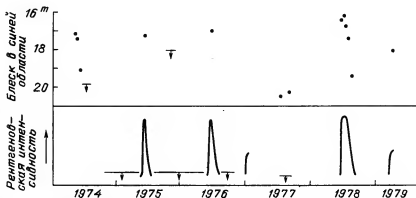


Рис. 81. Кривая блеска V1333 Aql в синей спектральной области (наверху) и в рентгеновской (внизу) по Чарльзу (1980)

класса K. Спектр в максимуме ( $\approx 16^m$ ) показывает слабые эмиссионные линии H, He, C и N и напоминает спектр источника Sco X-1 = V818 Sco. Может быть, Aql X-1 родственен этому объекту?

Как уже указывалось, рентгеновские новые, как и барстеры, являются маломассивными рентгеновскими двойными. Возникает вопрос: почему некоторые из маломассивных двойных звезд проявляются в форме рентгеновских новых, другие же в форме барстеров? По этому поводу существуют только предположения. Как уже указывалось, явления барстера, вероятно, вызывается квазипериодическими взрывными ядерными превращениями вещества, выпавшего на поверхность нейтронной звезды

(подобно классическим новым). Вспышки же рентгеновских новых вызываются, вероятно, внезапным падением большого количества вещества на компактный компонент вследствие циклически повторяющейся нестабильности звезды главной последовательности. Придхорский (1986) указывает на возможное сходство со сверхвспышками звезд типа SU Большой Медведицы.

Встречаются объекты, являющиеся как барстерами, так и рентгеновскими новыми. Например, V 822 Cep = Cep X-4 и V 2134 Oph = MXB 1659-29.

### 3.1.8. Массивные рентгеновские двойные

Компоненты массивных рентгеновских двойных тоже являются компактными (нейтронная звезда или черная дыра) объектами, излучающими в рентгеновском диапазоне. В отличие от маломассивных рентгеновских пульсаров, оптический спутник является сверхгигантом раннего спектрального класса с массой примерно 20–40  $M_{\odot}$ , хорошо проявляющимся спектрально. Соответственно общей массе системы массивные рентгеновские системы имеют, конечно, большие периоды обращения  $P$ , чем маломассивные (см. табл. 36). Так как основная часть видимого света, приходящего от системы, излучается почти постоянным сверхгигантом, а вклад рентгеновского излучения, переработанного в видимый свет, остается малым из-за значительного расстояния между компонентами, амплитуда переменности блеска системы в лучшем случае достигает нескольких десятых звездной величины. Напомним, что амплитуды маломассивных рентгеновских пульсаров составляют несколько звездных величин.

Основное различие между двумя типами рентгеновских пульсаров состоит в механизме обмена веществом между компонентами. В то время как у маломассивных рентгеновских пульсаров ("полуразделенные системы", см. гл. 4) обмен веществом происходит перетеканием через точку Лагранжа  $L_1$ , нейтронная звезда массивного рентгеновского пульсара ("разделенная система") собирает вещество из "звездного ветра" сверхгиганта. Этот способ аккреции вещества является не очень эффективным, так как только малая доля звездного ветра, распространяющегося во всех направлениях, достигает компактного компонента, остальная часть покидает систему. Но из-за большой силы ветра на нейтронную звезду попадает достаточно вещества, чтобы генерировать интенсивное рентгеновское излучение. Другая особенность массивных рентгеновских двойных звезд состоит в том, что орбиты часто имеют заметный эксцентриситет. К известным массивным рентгеновским двойным звездам, таких систем около 25, относятся объекты GP Vel (Vel X-1), V 861 Sco и V 884 Sco (3U 1700-37). Периоды импульсов большинства рентгеновских пульсаров лежат в пределах 0.7 – 800 с (табл. 35).

Особое положение среди массивных рентгеновских двойных звезд занимает рентгеновский источник Cyg X-1, являющийся невидимым спутником оптического объекта V 1357 Cyg. Эта звезда посвящено большое число публикаций (свыше 600), хотя ее переменность была открыта только в 1973 г., а амплитуда изменений блеска составляет лишь 0,15<sup>m</sup>. Кривая блеска V 1357 Cyg (рис. 82) напоминает кривую блеска звезды ти-

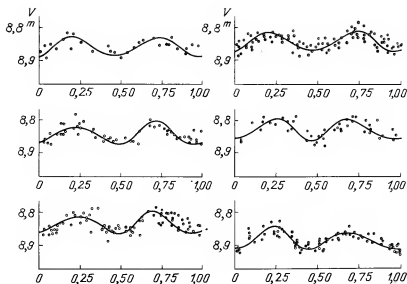


Рис. 82. Кривая блеска звезды V1357 Cyg (шесть разных средних эпох, видны признаки вращения линии апсид) по Вильсону и Фоксу (1981)

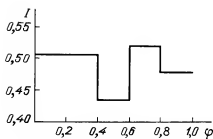


Рис. 83. Схематическая рентгеновская кривая блеска Cyg X-1 ( $P = 5,6^d$ ) по Холту (см. Лайтман, 1976)

на  $\beta$  Лиры. Период составляет 5,6 суток, вторичный минимум сравним по глубине с главным минимумом. *Балог* и др. (1981) дают анализ кривых блеска в разных цветовых системах. Спектр звезды соответствует спектру сверхгиганта спектрального класса B0 с эмиссионными линиями (B0pnev). Переменность блеска не является следствием затмений, а предположительно вызывается эллипсоидальностью (см. раздел 4.2) сверхгиганта (следствие приливной деформации, обусловленной компактным невидимым спутником). На эллипсоидальную переменность блеска накладываются быстрые нерегулярные пульсации с длиной циклов 0,3–10 с. На рис. 83 показана рентгеновская кривая блеска. Рентгеновский минимум совпадает со вторичным оптическим минимумом (фаза 0,5), когда рентгеновский источник находится в верхнем соединении, т.е. лежит за звездой V1357 Cyg. Рентгеновское излучение является очень жестким, с энергией фотонов до 200 кэВ, что соответствует длине волны 0,006 нм. Не так давно было открыто  $\gamma$ -излучение (*Джилмоцци* и др., 1981). Средний рентгеновский блеск колеблется между низким (90% времени) и высоким (10% времени) уровнем. Возможно, рентгеновский спектр и  $\gamma$ -

излучение возникают в результате рассеяния протонов очень горячими электронами (температура более миллиарда кельвинов!). Этот процесс рассеяния носит название "обратное комптоновское рассеяние". В конечном счете рентгеновский источник подпитывается потоком вещества, исходящего из оптически видимой звезды, вероятно, в форме "звездного ветра".

На основе орбитальных данных имеем: эксцентриситет орбиты  $e = 0.025 \div 0.04$ ; масса компактного спутника — не меньше  $5 M_{\odot}$ . Это значительно превышает верхний предел значения массы нейтронной звезды, около  $3 M_{\odot}$ , полученный на основе теории гравитации Эйнштейна. Таким образом, возникает предположение, что спутник является черной дырой. Необходимо, конечно, учесть, что в настоящее время существуют и другие не опровергнутые теории гравитации, допускающие для нейтронной звезды даже массу более  $30 M_{\odot}$ . Кроме того, нельзя исключить возможность, что компактный компонент может быть обычной нейтронной звездой, например с массой  $2 M_{\odot}$  окруженной очень плотным, массивным аккреционным диском, содержащим  $3 M_{\odot}$  или более. Правда, такой массивный стабильный аккреционный диск создает трудности для теоретиков. Этот объект и сегодня задает нам много загадок (Френд и Кассинелли, 1985; Харманек, 1985; Кемп и др., 1987).

BR Cir (Cir X-1) является рентгеновской двойной звездой с периодом рентгеновской кривой блеска, равным  $16,6^d$  и обусловленным орбитальным движением. Кроме этого, наблюдаются нерегулярные рентгеновские пульсации со средним периодом около 0.5 с и рентгеновские вспышки ("bursts") продолжительностью всего 0.01 с. Такие короткие вспышки наблюдались прежде только у Cyg X-1. Оптический спутник является сверхгигантом спектрального класса OB с эмиссионными линиями.

На основе определенной схожести свойств рентгеновского излучения Cir X-1 и Cyg X-1 многие авторы предполагают, что Cir X-1 тоже является кандидатом в черные дыры. Но последний, более совершенный, анализ переменности рентгеновского блеска скорее говорит в пользу другой модели. Согласно ей, система BR Cir—Cir X-1 состоит из сверхгиганта спектрального класса OB с массой  $15 - 20 M_{\odot}$  и нейтронной звезды с массой  $1 - 1.5 M_{\odot}$ . Объекты движутся по сильно вытянутой орбите, эксцентриситет которой около 0.8. При наибольшем расстоянии между звездами (апоастр) на нейтронную звезду попадает лишь очень немного вещества звездного ветра сверхгиганта, в результате генерируется слабое рентгеновское излучение и мало нагревается повернутое к нейтронной звезде полушарие сверхгиганта. Наоборот, в периастре нейтронная звезда встраивается в полость Роша сверхгиганта и почти касается его поверхности. Это приводит к временному очень сильному обмену веществом ("перекипание" сверхгиганта), сопровождаемому мощной рентгеновской вспышкой и сильным эффектом нагревания сверхгиганта. Вращение линии апсид действует таким образом, что рентгеновскую вспышку в периастре мы можем наблюдать под разными позиционными углами. Подробное описание этой модели дано у Джингольда и Монагана (1979) и Хейнса и др. (1980). Иногда эту модель критикуют (Арго и Салливан, 1982). Согласно исследованию Шликайзера (1981), система BR Cir излучает не только в рентгеновском, видимом, инфракрасном и радиодиапазонах,

но и в диапазоне  $\gamma$ -излучения. Причиной  $\gamma$ -излучения является, вероятно, обратное комптоновское рассеяние рентгеновских квантов релятивистскими электронами. Более новые результаты об этом очень сложном объекте приводят *Дауер* и др. (1982).

Родственными объектами могут быть BP Ctu с  $e \approx 0,47$ , BQ Cam с  $e \approx 0,31$  и объект 2S 0535–668 в Большом Магеллановом Облаке (*Далдиг* и др., 1980, *Уотсон* и др., 1982 и *Чарльз*, 1982).

Массивные рентгеновские двойные звезды, у которых при обычно низкой рентгеновской светимости иногда наблюдаются сильные вспышки из-за временного усиления обмена веществом, на английском языке называются "hard x-ray transients" (жесткие кратковременные рентгеновские источники).

Важный вопрос возникает при внимательном просмотре табл. 36. Почему массивные рентгеновские двойные звезды почти без исключения относятся к ранним спектральным классам (O–B2)? У симбиотических звезд (раздел 3.1.6) мы познакомились с комбинацией красный сверхгигант – белый карлик. Где же комбинация красный сверхгигант – нейтронная звезда? До сих пор известен единственный объект этого рода – "симбиотическая рентгеновская звезда" V 2116 Oph, уже упомянутая в разделе 3.1.6.

Вопросы физики и космогонии массивных рентгеновских двойных обсуждаются у *Сутантио* (1986).

Экстремальный случай рентгеновской двойной звезды: SS 433 = V 1343 Aql.

В 1977 г. *Стефенсон* и *Сандулик* опубликовали список звезд с эмиссией в линии  $H_{\alpha}$ , найденных разными авторами. Когда через год звезда из этого списка под номером 433 оказалась в центре внимания, полился настоящий поток статей об этом объекте. Если в 1978 г. было опубликовано 5 статей, то к концу 1986 г. их было уже около 400 (по данным Зоннебергского карточного каталога). *Овербай* (1979) дал подробную карту окрестностей. Результаты обработки богатых коллекций фотопластиков в Гарвардской обсерватории (*Лиллер*) и в Зоннеберге (*Венцель*, 1980) показывают быструю нерегулярную переменность блеска в пределах 15 – 17<sup>m</sup>. *Кемп* и др. фотозлектрически смогли показать наличие 13-суточного ритма (рис. 84).

Этот объект, переменный в радио-, оптической и рентгеновской областях и расположенный в остатке сверхновой W 50 представляет особый интерес из-за наличия огромных периодических доплеровских смещений эмиссионных линий. Каждая эмиссионная линия состоит из трех компонентов. Один компонент почти не смещается, второй смещен в красную, третий – в синюю сторону. Почти не смещающийся компонент показывает слабый сдвиг линии с периодом 13,1<sup>d</sup>, вероятно, отражая орбитальное движение двойной звезды. Оба сильно смещенных компонента меняют свое положение в 164-суточном ритме (рис. 85). Максимальное смещение этих компонентов составляет более чем 0.1 длины волны несмещенной линии!

Благодаря огромному наблюдательному материалу, накопившемуся за последнее время во всех частях света, удалось получить довольно убедительные представления об этом очень экзотическом объекте. Большинство моделей основывается на двойной системе с орбитальным периодом



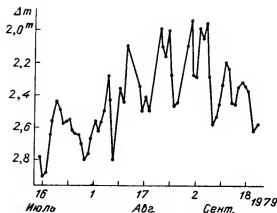


Рис. 84. Переменность блеска V1343 Aql (SS 433) с июля по сентябрь 1979 г. (см. Овербай, 1979)

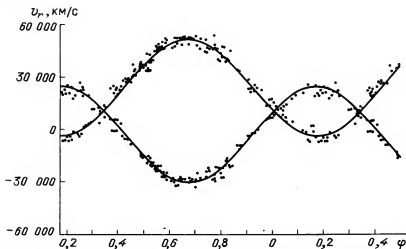


Рис. 85. Переменность лучевых скоростей (доплеровский сдвиг эмиссионных линий) в спектре V1343 Aql (SS 433) в зависимости от фазы (по Маргону и др., 1980)

13 суток. Предполагается, что один компонент является массивной звездой (спектрального класса O или WR), которая передает массу нейтронной звезде или черной дыре через аккреционный диск. Система отличается от "обычных" рентгеновских двойных звезд наличием двух плотных струй газа (так называемых джетов), выбрасываемых с невероятно высокой скоростью в направлениях, перпендикулярных аккреционному диску. Скорость составляет 26% скорости света. Струя, движущаяся на нас (от нас), проявляется в очень сильном синем (красном) смещении эмиссионных линий. Упомянутый 164-суточный ритм является эффектом прецессии диска и струй, направленных перпендикулярно к нему (см., например, рисунок на с. 513 у Овербая, 1979). Итак, кажется, что все в по-

рядке. Но астрофизики по-прежнему ломают голову над механизмом работы модели. Возникает ряд вопросов. Как работают источники энергии? Откуда струи берут энергию, необходимую для ускорения до 0.26 скорости света, и как работает механизм столь сильной фокусировки струй? (Эти вопросы не являются новыми. Поставлены они давно в связи с проблемой активных галактик, о которых будет речь в разделе 5.3. Там наблюдаются плотные струи вещества гораздо большего масштаба.) Может быть, струе удастся использовать вращательную энергию компактного компонента или аккреционную энергию диска? Каков механизм превращения энергии? Далее, остается неясным, почему струи прецессируют. Все модельные представления запутываются в каких-либо противоречиях с наблюдаемыми параметрами. Легче объяснить прецессию, если для объекта V 1343 Aql вместо двойной системы предположить тройную звездную систему. При этом компактная звезда образует двойную систему с нормальной звездой такой же массы с периодом около 1.5 суток. Эта пара движется с периодом в 13 суток по орбите вокруг более массивной третьей звезды (см. *Фабиан* и др., 1986). Трудность модели с тремя звездами состоит в том, что с космогонической точки зрения она связана с очень маловероятной начальной конфигурацией. С другой стороны, на всем небе мы наблюдаем только единственный объект "типа" V 1343 Aql! Почему он не мог образоваться маловероятным образом?

Подробности современных представлений о системе SS 433 = V 1343 Aql и дополнительные литературные ссылки можно найти у *Каца* (1986) и в популярных публикациях *Бринкмана* (1986) и *Кларка* (1985).

### 3.1.9. Кратковременные рентгеновские источники

Под кратковременными рентгеновскими источниками ("transient X-ray sources") понимают не особую группу переменных звезд, а явление, наблюдаемое у самых различных по физической природе типов звезд.

В отличие от "постоянно излучающих" рентгеновских двойных звезд, описанных на предыдущих страницах, излучение которых остается видимым почти все время, кратковременные рентгеновские источники остаются большую часть времени невидимыми. Строго говоря, наше Солнце со своими рентгеновскими вспышками и вместе с ним, вероятно, все остальные звезды являются временными рентгеновскими источниками. и можно ли их вспышки выявить, является только вопросом чувствительности аппаратуры. В рамках этой книги нас интересуют только те объекты, у которых временная рентгеновская активность имеет следствием перемнось блеска, наблюдаемую в видимой области.

Мы хотим быть краткими, так как оптическое отождествление удается только для очень малой части ежегодно открываемых многочисленных кратковременных рентгеновских источников (при их поиске больших успехов добился британский спутник "Ariel-5"). Не всегда одновременно с рентгеновской вспышкой наблюдается ожидаемая оптическая вспышка. С одним из видов кратковременных рентгеновских источников мы встретились при рассмотрении маломассивных рентгеновских двойных звезд — это рентгеновские новые ("soft X-ray transients"; см. также *Хамеури* и др., 1987).

Еще одним уже упоминавшимся видом кратковременных рентгеновских источников являются "hard X-ray transients". Они являются массивными двойными звездами, иногда показывающими вспышки жесткого рентгеновского излучения. С ними, правда, связаны только слабые изменения блеска в видимой спектральной области (Сутантио, 1986 и приводимые там ссылки). Далее, кратковременным рентгеновским источником является симбиотический объект V2116 Oph, рассмотренный нами в разделе 3.1.4.

Кратковременный рентгеновский источник A0327 + 43 идентичен классической новой GR Per (1901) (см. табл. 32). Рентгеновская вспышка в июле 1978 г. сопровождалась слабой оптической вспышкой (см. также Худек, 1981а).

Шварцу и др. (1981) удалось отождествить звезду типа RS Гончих Псов II Per с кратковременной рентгеновской звездой. Гарсия и др. (1980) оценили, что около 20% кратковременных рентгеновских источников на высоких галактических широтах являются звездами типа RS Гончих Псов (раздел 3.7.2).

Обобщающий обзор о кратковременных рентгеновских источниках дан у Уилмора (1977). Некоторые модели обсуждает Чарльз (1980).

### 3.2. СВЕРХНОВЫЕ

Уже по названию видно, что имеется в виду нечто, выходящее за рамки понятия новой. Существенная внешняя разница состоит в большей абсолютной величине сверхновых, лежащей в максимуме блеска между  $-16$  и  $-21^m$ . Это соответствует светимости, в среднем более чем в  $10^4$  раз превышающей светимость нормальной новой. Исследования сверхновых в настоящее время очень затрудняет факт отсутствия в большинстве случаев информации о предшественниках сверхновых (предсверхновых). Исключение составляют, вероятно, сверхновая 1987А (см. ниже) и, возможно, сверхновая 1961V (Фезен, 1985; прекрасную кривую блеска приводят Доггетт и Бренч, 1985). Исследовать причины вспышек сверхновых означает, таким образом, заниматься физикой неизвестных объектов. Но не стоит лишаться мужества. С помощью статистических методов исследования и выводов теории звездной эволюции можно ограничить круг объектов, у которых могли бы иметь место такие сильнейшие взрывы. Для этого изучению подвергаются известные исторические сверхновые, внегалактические сверхновые, остатки сверхновых и пульсары (см., например, Отт, 1979 и приводимые там ссылки; обзоры в книгах о сверхновых Космовичи, 1974, Шкловского, 1976, Шрамма, 1977 и Уилера, 1980).

**Исторические сверхновые.** В нашей Галактике надежно известны следующие пять случаев.

В 1006 г., согласно арабским, китайским, японским и южноевропейским сообщениям, вспыхнула сверхновая в созвездии Волка. Ее блеск почти достиг яркости полумесяца ( $-9 \div -10^m$ ), и она была видна более двух лет. На месте этой сверхновой наблюдаются рентгеновский источник 4U 1458-41 и отождествляемый с ним радиоисточник PKS 1459-41, который имеет типичную для остатков сверхновых кольцевую структуру и связан с видимой в оптическом диапазоне волокнистой туманностью.

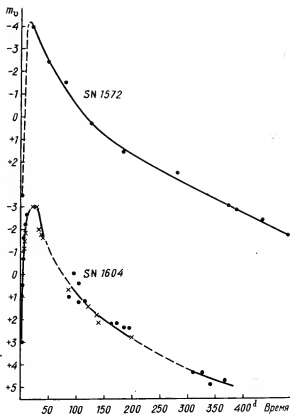


Рис. 86. Кривые блеска исторических сверхновых (по Кларку и Стефенсону, 1977); а – сверхновая Тихо 1572 г., б – сверхновая Кеплера 1604 г.

В 1054 г., согласно китайским и японским источникам, заметили сверхновую в созвездии Тельца. Сейчас она обозначается CM Тау. Максимальный блеск, согласно оценкам, был около  $-4^m$ . Остаток взрыва является Крабовидной туманностью M 1, оценка ее возраста на основе разных методов составляет более 900 лет. Хотя измерения продолжающегося расширения волокон туманности указывают на взрыв в 1140 г., 1054 год является, без сомнения, верным, так как расширение волокнистой структуры со временем ускорялось (Тримбл, 1968). Звезда, оставшаяся в центре туманности – нейтронная звезда со средней фотографической величиной  $15,9^m$  – является знаменитым пульсаром в Крабовидной туманности, излучающим в радио-, оптической и рентгеновской областях с периодом импульсов всего 0,033 с (раздел 3.6.2). Сама Крабовидная туманность тоже излучает в рентгеновской и радиообласти.

В 1572 г. в созвездии Кассиопеи вспыхнула сверхновая (В Cas), ее максимальный блеск составлял  $-4^m$ . Эту звезду чаще всего связывают с именем *Тихо Браге*, который ее регулярно наблюдал. Но это делали и многие другие астрономы. В результате В Cas является первым объектом с уверенной кривой блеска (рис. 86а). Звезда для невооруженного

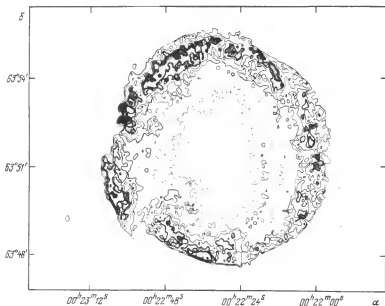


Рис. 87. Радиоснимок (4995 МГц) остатка сверхновой Тихо 1572 г. (см. Кларк и Стефенсон, 1977)

глаза вновь исчезла весной 1574 г. Амплитуда составляла не менее 22 звездных величин. На месте этой сверхновой в качестве остатков наблюдаются кольцообразный, сильно поляризованный радиоисточник (5C 10, рис. 87), оптические волокна и рентгеновский источник (Сер X-1).

В 1604 г. появилась сверхновая в Змееносце. Сейчас ее обозначают V 843 Oph, ее максимальный блеск составлял  $-3^m$ , амплитуда — более  $21^m$ . Наблюдения звезды обработал Иоганн Кеплер, ее кривая блеска хорошо известна (рис. 86б). На месте этой сверхновой тоже имеется остаток в виде туманности и радиоостаток (3C 358), но рентгеновского источника не обнаружено.

Объект Cas A является сильным радиоисточником, который необходимо считать остатком сверхновой на основе его морфологических и спектральных свойств. На месте радиоисточника расположена туманность диаметром 4. пк. Она расширяется со скоростью 7400 км/с, что указывает на вспышку сверхновой, образовавшей эту туманность, в 1658 г. ( $\pm 3$  года, см. ван ден Берг и Кампер, 1983). Вспышка блеска не наблюдалась, это немного странно. Определенную роль может играть сильное межзвездное поглощение в этой области неба. Может быть, кроме того, во время максимального блеска объект в ночное время находился так низко над горизонтом, что избежал открытия? Далее, вполне допустимо, что Cas A была сверхновой малой светимости. Аналогично сверхновой 1987A в Большом Магеллановом Облаке, она, быть может, "сумела" достичь только  $M_v = -15.6^m$ .

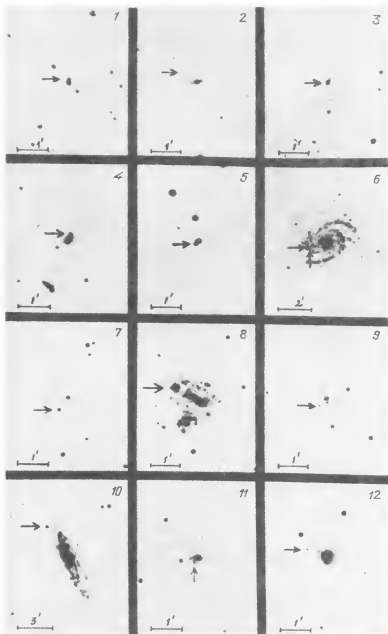


Рис. 88. Сверхновые (стрелки) во внегалактических звездных системах (по Льюисону и др.). Обратите внимание на светимость сверхновой 3 по сравнению с соответствующей звездной системой. Негативные снимки

Есть указания о существовании исторических сверхновых, имевших вспышки в 185, 386, 393, 1181 и 1408 гг., но эти данные не являются полностью надежными.

Для подробного знакомства с историческими сверхновыми рекомендуем книгу "The Historical Supernovae" Кларка и Стефенсона (1977).

**Сверхновые в других галактиках.** Переменные звезды во внегалактических системах будут обсуждаться позднее, в разделе 5.2.2. Но уже здесь мы хотим остановиться на внегалактических сверхновых. Так как в нашей собственной Галактике со времени изобретения телескопа не было возможности наблюдать ни одной сверхновой, для классификации этих интересных объектов и статистического исследования частоты вспышек нам приходится обращаться к систематическим и непрерывным наблюдениям сверхновых в других звездных системах. Огромная светимость, превышающая в некоторых случаях общую светимость соответствующей галактики (рис. 88), позволяет наблюдать сверхновые на очень больших расстояниях. Число сверхновых велико, так как велико количество галактик, а сверхновые встречаются в галактиках всех типов (см., например, Отт, 1979), в том числе в эллиптических и неправильных. К 1979 г. было уже открыто около 380 сверхновых, из них около 100 — известным исследователем сверхновых Цвикки. Каталог Барбона и др. (1984) содержит основные данные о 568 сверхновых, открытых до 1983 г.

В 1980 г. вспыхнула "межгалактическая сверхновая" внутри группы ярких галактик (Смит, 1981).

Следует указать на открытие Кемпбеллом и др. (1985) сверхновой в волокнистой оболочке одного из квазаров.

**Классификация.** На основе фотометрических и спектральных исследований сверхновых в других звездных системах Минковский в 1941 г. сделал заключение о существовании нескольких типов, отличающихся друг от друга формой кривой блеска, абсолютной величиной и спектром. В настоящее время различают следующие типы.

**Тип Ia.** Кривая блеска (рис. 89) напоминает по форме кривые блеска быстрых новых. Спуск происходит довольно круто, вначале приблизительно на  $3^m$  за 25–40 суток, потом — примерно на  $1^m$  за 60–70 суток. Спектр в максимуме — почти чисто непрерывный, без явно выраженных деталей. После максимума появляются очень широкие детали в форме светлых и темных полос слабой интенсивности. Долго не могли решить, интерпретировать ли такой спектр как континуум с яркими эмиссионными полосами или как континуум с очень широкими абсорбциями. На рис. 90 показан спектр сверхновой типа Ia за двое суток до максимума (а), через 27 суток (б) и через 76 суток (в) после максимума. Спектр характеризуется наличием очень широких абсорбционных линий, указывающих на очень высокую скорость расширения оболочки, превышающую  $10^4$  км/с. Линии водорода отсутствуют полностью. Объекты относятся к звездному населению II типа.

**Тип Ib.** Кривая блеска практически идентична кривой блеска типа Ia. Спектр также лишен водородных линий и выглядит в течение нескольких месяцев после максимума блеска как спектр типа Ia, но линии поглощения Si II у 615 нм отсутствуют. Зато появляются запрещенные эмиссионные линии некоторых элементов (см., например, Портер и Филиппенко,

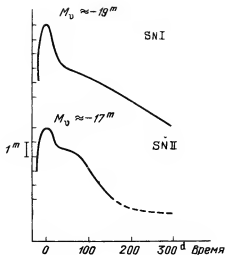


Рис. 89. Схематические кривые блеска сверхновых I и II типов в синих лучах (по Отту, 1979)

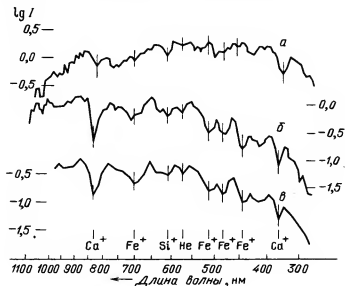


Рис. 90. Три регистрограммы спектров сверхновой типа I (1971 г.) снятых в разные моменты времени (по Псковскому, 1978);  $I$  — интенсивность звездного излучения в произвольных единицах

1987, где приводится также сводка всех известных случаев). Самыми важными отличиями сверхновых типа Ib от типа Ia являются меньшая абсолютная величина в максимуме блеска, приблизительно на  $1.5^m$ , и принадлежность к населению типа I. Объекты типа Ib чаще всего встречаются вблизи областей HII спиральных галактик.

Тип II. Кривая блеска имеет более медленный и более разнообразный по форме спад. Характерным является, однако, горб на спаде кривой блеска, начинающийся приблизительно через 20 суток после максимума блеска. Подъем протекает у всех типов почти одинаково, но медленнее, чем у нормальных новых. На рис. 89 даны схематические кривые блеска



Таблица 37

Физические параметры оболочек сверхновых

Параметры	Тип I	Тип II
Масса оболочки в массах Солнца	0,3	1,0 и больше
Скорость расширения, км/с	13500	7000
Температура оболочки в максимуме блеска, К	30000	25000

типов Ia и II. Спектры сверхновых типа II имеют некоторое сходство со спектрами обычных новых. Спектральный континуум после максимума блеска простирается далеко в ультрафиолетовую сторону и соответствует цветовой температуре около  $4 \cdot 10^4$  К. В отличие от сверхновых типа I после максимума появляются яркие линии водорода. Объекты относятся к населению I типа.

Сопоставление спектров сверхновых можно найти у *Киришнера* (1974), *Мустеля* (1974) и *Псковского* (1978).

Табл. 37 дает физические параметры, выведенные по данным о спектральном развитии оболочек сверхновых согласно *Псковскому* (1978); приведены средние значения.

Названные типы сверхновых отличаются фотографическими абсолютными величинами в максимуме.

Тип Ia: чаще всего  $-18 \div -21^m$ , среднее значение  $-19,1^m$ .

Тип Ib: чаще всего  $-16,5 \div -19^m$ , среднее значение  $-17,6^m$ .

Тип II: чаще всего  $-16,5 \div -18^m$ , среднее значение  $-17,2^m$ .

Вероятность открытия сверхновой типов Ib и II понижает их более слабая абсолютная величина и расположение вблизи межзвездных темных облаков, а открытия сверхновых типов Ia и Ib затрудняет, но не столь сильно, меньшая длительность явления (см. обсуждение у *Бренча*, 1986 и *Псковского*, 1978).

Большинство упомянутых исторических сверхновых относят к типу Ia. Может быть, Cas A относится к типу Ib. Для SN 1054, остаток которой четко отличается (например, присутствием пульсара) от других остатков (см. также *Шевалье*, 1977), принимается принадлежность к типу II.

Среди известных сверхновых есть несколько примеров, которые фотометрически и спектрально невозможно безоговорочно приписать к одному из указанных типов. Сверхновая, вспыхнувшая в 1987 г. в Большом Магеллановом Облаке во время работы над текстом этой книги, также является пекулярной.

**Сверхновая 1987A в Большом Магеллановом Облаке.** Внезапное появление этой сверхновой в феврале 1987 г. явилось выдающимся событием, так как она имела видимую звездную величину  $2,9^m$  в максимуме блеска и, без сомнения, представляла собой самое яркое подобное событие за 383 года. Фотометрически (см. кривую блеска на рис. 91) этот объект вообще невозможно включить в классификационную схему. Спектральные наблюдения указывают на родство с объектами типа II. Нетипичность фотометрического поведения состоит в невероятно быстром подъеме

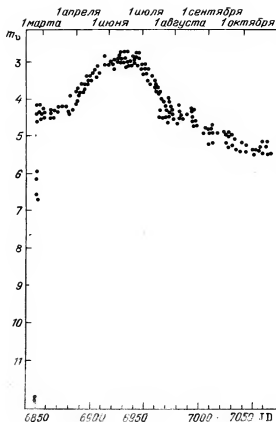


Рис. 91. Наблюдения сверхновой 1987А (кривая составлена обществом AFOEV)

блеска до  $V = 4,4^m$  за время менее одних суток. После короткого, слабого спада блеска начался медленный подъем до  $V = 2,9^m$  за время, равное почти четверти года. Является ли это событие действительно вспышкой сверхгиганта спектрального класса В3 и видимой величины  $12,1^m$  (pg), "Сандулик —  $69^\circ 202''$ ", как это часто утверждают, решится после того, как сверхновая станет значительно слабее. На этом мы закончим. Об этом объекте очень много сообщается и в специальной литературе, и в прессе. Кроме того, исследования объекта продолжаются.

#### Остатки сверхновых.

При взрыве сверхновой в окружающее пространство

в форме газового облака, очевидно, выбрасывается значительная часть звездного вещества. Самым известным примером является Крабовидная туманность М 1 в Тельце, уже упомянутая при описании сверхновой 1054 г. В центре туманности расположен знаменитый пульсар, являющийся одновременно одним из самых сильных радиисточников. На месте других исторических сверхновых также расположены, как уже указывалось, радиисточники (а часто — рентгеновские источники) и расширяющиеся туманности, видимые в оптическом диапазоне. Правда, у них пульсар в центре отсутствует, что указывает на то, что объект 1054 г. был сверхновой другого типа и что пульсары возникают не при всякой вспышке сверхновой. Обзор 120 остатков галактических сверхновых дан в главе 4 у Кларка и Стефенсона (1977). Каталог 135 остатков сверхновых, известных до 1982 г., приведен у ван ден Берга (1983). Сейчас известно уже около 150 остатков доисторических сверхновых. Остается неясным, все ли пульсары (раздел 3.6.2) или только часть из них возникли в результате вспышек сверхновых. Среди эмиссионных туманностей есть несколько остатков сверхновых. Самым известным объектом такого рода является волокнистая туманность в Лебеде (рис. 92), которая указывает на вспышку сверхновой примерно 50000—100000 лет тому назад.

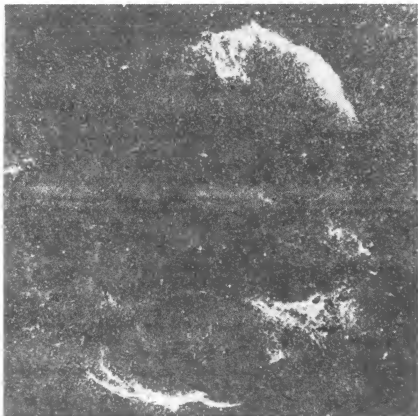


Рис. 92. Совокупность перистых туманностей ("Перистая", "Воронка", ...) в Лебедь; остаток сверхновой. Обратите внимание на круговую структуру газовых масс (снимок Гетца, Зоннеберг)

Среди галактических рентгеновских источников, согласно Амнуэлю и др. (1979), известно 13 реликтов сверхновых.

Особо интересными являются остатки, отождествленные в радиоволновой области, так как, в противоположность оптическому и рентгеновскому излучению, радиоизлучение не поглощается галактической пылью. Поэтому радиоостатки сверхновых могут быть обнаружены и по ту сторону от центра Галактики. "Радиощпур" Галактики, т.е. выступ повышенного радиоизлучения, выходящий из плоскости Галактики (приблизительно в  $30^\circ$  восточнее галактического центра) в направлении на галактический полюс, как предполагается, также был порожден сверхновой. Эта сверхновая должна была вспыхнуть очень давно и на относительно близком расстоянии от Солнечной системы, так как "радиощпур" из-за очень больших угловых размеров должен быть довольно близким объектом.

В соседних галактиках тоже обнаружены остатки сверхновых.

Пачини и Сальвати (1981) обсуждают радиоизлучение остатков внегалактических сверхновых, которым всего несколько лет.

**Частота вспышек сверхновых.** Пять уверенных вспышек сверхновых (см. выше) в течение последнего тысячелетия не отражают числа звезд, действительно вспыхнувших в нашей Галактике за тысячу лет. Из-за межзвездного поглощения, как мы уже указывали выше, теряются объекты, число которых трудно поддается оценке. Наблюдения остатков сверхновых, оценка межзвездного поглощения и оценки на основе наблюдений сверхновых в других галактиках дают значение между 30 и 100 событиями за тысячелетие; см. также обсуждение в книгах Кларка и Стефенсона (1977), Шкловского (1976) и Шрамма (1977). Согласно Псковскому (1978), сверхновые типа II встречаются в шесть раз чаще, чем типа I.

**О физике вспышек сверхновых.** Как уже упоминалось, понимание физических процессов взрыва осложняется недостатком уверенной информации о предсверхновых. Нам известны лишь фотометрическое и спектральное развитие взрывов внегалактических сверхновых и остатки сверхновых. Далее, можно оценить, что энергия, освобождающаяся при таком взрыве только в форме излучения, составляет  $10^{50}$ – $10^{51}$  эрг. К этому прибавляется огромная величина,  $10^{50}$ – $10^{52}$  эрг, кинетической энергии оболочек, расширяющейся с высокой скоростью (см. выше) вопреки силе тяготения.

Но понять происхождение сверхновых нам помогает одно важное обстоятельство. А именно, теория звездной эволюции указывает на возникновение у определенных типов звезд термоядерных и гравитационных неустойчивостей, ведущих к взрывообразному выделению энергии, сравнимой с энергией взрыва сверхновой.

Как мы знаем, у "нормальной" звезды соблюдается равновесие между направленными наружу газовым давлением и давлением излучения и направленной внутрь силой тяжести. Давление излучения возникает благодаря действию источников энергии звезды. У звезды главной последовательности — это превращение водорода в гелий. Если этот источник энергии откажет, например когда водород почти израсходован, одно газовое давление будет не в состоянии компенсировать силу тяжести. Внутренние части звезды коллапсируют и разогреваются до тех пор, пока не начнется новый ядерный процесс (вначале превращения He в O, N, C, потом в элементы группы железа) или пока не образуется (в случае маломассивных звезд) белый карлик — в качестве новой равновесной конфигурации. В данном случае сила тяжести уравновешивается давлением вырожденного электронного газа.

У массивных звезд (более 1,4 массы Солнца) после израсходования всех резервов ядерной энергии давление вырожденного электронного газа не в состоянии удержать гравитационное сжатие. Начинается гравитационный коллапс — стремительное сжатие, которое при температуре около  $5 \cdot 10^9$  К, достигающейся в центре звезды, дополнительно ускоряется за счет освобождающихся нейтронов и в результате принимает катастрофические формы. Гравитационный коллапс, длящийся всего около двух секунд (!), прекращается, как только звезда достигает плотности  $10^{12}$ – $10^{15}$  г/см<sup>3</sup> и становится нейтронной звездой. При коллапсе освобождается невероятное количество гравитационной энергии, что предположительно ведет к образованию мощной ударной волны, которая с большой

скоростью выметает разлетающиеся внешние слои звезды. Этот процесс может быть еще усилен взрывными термоядерными реакциями. В последнее время появилось много работ, пытающихся описать названные процессы теоретически. Но гидродинамический механизм, обеспечивающий расширение внешних слоев через разлет после коллапса, до сих пор фактически неизвестен (*Барроуз и Латтимер, 1985*).

Неизвестно также, могут ли очень массивные звезды коллапсировать в черные дыры, так как в настоящее время еще невозможна достаточно точная оценка потерь массы до начала гравитационного коллапса (который в этом случае, может быть, происходит без вспышки сверхновой).

Если бы все звезды с массой более 1,4 массы Солнца взрывались как сверхновые, то вспышки должны были бы случаться гораздо чаще, чем наблюдается на самом деле. В этом случае также трудно оценить потерю массы до стадии сверхновой, особенно на ветви сверхгигантов. При большой потере даже звезды с первоначальной массой  $5M_{\odot}$  могут кончить свою жизнь белыми карликами с массой 1,4 солнечной. Вероятно, в качестве предсверхновых II типа могут рассматриваться относительно массивные звезды (т.е. звезды населения типа I), лежащие в определенном, сравнительно узком интервале масс. Как уже упоминалось, сверхновая 1987A в Большом Магеллановом Облаке, возможно, возникла в результате взрыва сверхгиганта спектрального класса B3.

При расчетах обмена масс между звездами в тесных двойных системах также получают кандидаты в сверхновые.

Здесь мы переходим к вопросу о возможных предшественниках сверхновых типа Ia, родственных населению диска и населению II типа. Так как эти типы населения содержат только маломассивные звезды, массивные звезды едва ли могут рассматриваться в качестве предсверхновых типа Ia. Зато представляют интерес маломассивные, выгоревшие звезды (белые карлики), которые коллапсируют, как только они, вследствие накопления вещества, превысят критическую массу  $1,4M_{\odot}$ . Это могло бы случиться, например, у катаклизмических двойных звезд, когда белый карлик, постоянно накапливая вещество, превысит значение чандрасекаровской критической массы ( $1,4M_{\odot}$ ). Предполагается, что аккреция массы происходит достаточно медленно, чтобы не могла произойти вспышка новой (см. раздел 3.1.5; ср. *Старрфильд и др., 1981*). Если все же будут происходить вспышки новой, то, по современным данным, белый карлик в среднем будет терять больше массы, чем он ее в среднем приобретает. Таким образом, он никогда не сможет набрать необходимую критическую массу. Не исключено, что возможны очень благоприятные начальные условия, при которых белый карлик сможет увеличивать свою массу, несмотря на вспышки новой. В одной из предшествующих глав мы рассматривали повторную новую USco. Она является многообещающим кандидатом для будущего взрыва сверхновой (*Старрфильд и др., 1985*). Со спектральными наблюдениями лучше всего согласуется другой механизм возникновения вспышек сверхновых типа Ia, обсуждаемый в настоящее время чаще всего — а именно "слияние" двух белых карликов очень тесной двойной системы (например, *Ибен и Тутуков, 1984, 1985; Номото и Ибен, 1985; Хачису и др., 1986*). С системами, состоящими из двух белых карликов, — звездами типа AM Гончих Псов мы познакомились в одной

из предыдущих глав. Как в самых общих чертах можно себе представить ход взрыва белого карлика в качестве сверхновой? Прежде всего, нужно исходить из того, что белые карлики состоят из умеренно тяжелых химических элементов, в первую очередь углерода с заметной примесью кислорода, являющихся конечными продуктами предшествующих реакций ядерного синтеза. Эти конечные продукты, в свою очередь, являются "горючим" для производства тяжелых химических элементов. Обычно эти реакции протекать не могут, так как не достигаются необходимые для их "возгорания" температура и давление. Но если белый карлик коллапсирует вследствие превышения критической массы, то за доли секунды в центре белого карлика возникают условия, ведущие к взрывообразному "горению" сильно вырожденного вещества, распространяющемуся изнутри наружу (дефлаграция углерода). Теоретические оценки показали, что энергия, освобождающаяся при ядерном синтезе, достаточна, чтобы весь белый карлик рассеять в пространстве. Такая сверхновая, вероятно, не оставляет после себя компактного остатка (пульсара) в отличие от взрывов сверхновых II типа (например, *Вусли* и др., 1986). Расчеты позволяют предположить, что в результате ядерного синтеза более половины исходной звездной массы превращается в радиоактивный изотоп никеля  $^{56}\text{Ni}$  (время полураспада 16,4 суток). Он, в свою очередь, превращается в стабильный изотоп  $^{56}\text{Fe}$  через также радиоактивный  $^{56}\text{Co}$  (время полураспада 77 суток). Наблюдаемая кривая блеска довольно хорошо воспроизводит ход процесса радиоактивного распада.

Что касается взрывов сверхновых типа Ib, в настоящее время обсуждаются две гипотезы.

Некоторые авторы (например, *Бегельман* и *Саразин*, 1986) предполагают, что сверхновые типов Ib и II родственны между собой, так как в том и другом случае взрывается массивная звезда. Спектры сверхновых I типа (в противоположность спектрам сверхновых II типа) не показывают линий водорода; значит, предсверхновые являются безводородными звездами, вероятно, звездами Вольфа — Райе. Например, уже несколько раз упоминавшаяся сверхновая Cas A, согласно *Бегельману* и *Саразину* (1986) и *Эль Эйду* и *Лангеру* (1986), могла быть взорвавшейся звездой Вольфа — Райе.

Другие авторы считают более вероятным родство между сверхновыми типов Ia и Ib. Согласно *Бренчу* и *Номото* (1986), взрыв типа Ib начинается не в центре белого карлика, а исходит из точки на границе между слоем, богатым гелием, и слоем, богатым углеродом, и оттуда распространяется во все стороны.

Пекулярные кривые блеска сверхновых I типа можно ожидать, впрочем, и в том случае, когда сливаются не два белых карлика, оба богатых элементами C и O, а карлик, обогащенный C и O, сливается с белым карликом, состоящим из элементов O, Ne и Mg (*Камерон* и *Ибен*, 1986).

Можно себе представить и такой случай, когда белый карлик, который становится сверхновой, является одиночной звездой с массой, превышающей  $1,4 M_{\odot}$ . Если он очень горяч, то, несмотря на сверхкритическую массу, давление излучения сможет некоторое время противостоять давлению тяжести. И только через миллионы лет, когда звезда охладится настолько, что мед-

ленно уменьшающееся давление излучения будет уже не в состоянии сдерживать сжатие, начнется коллапс и взрыв сверхновой.

Как уже не раз указывалось, мы пока еще очень далеки от полного понимания процессов взрыва сверхновой, так как недостаточно известна физика вещества в этих экстремальных условиях.

С другими подробностями наших современных представлений о возможных состояниях предсверхновых, о физике всплеск сверхновых и образования тяжелых химических элементов, описание которых вышло бы за рамки этой книги, можно ознакомиться в многочисленных работах. Особенно рекомендуем следующие: *Барбаро* и др. (1969), *Мустель* (1974), *Шкловский* (1976), *Псковский* (1978), *Уилер* (1980, 1981), *Медер* (1981), *Рис* и *Стоунхем* (1982), *Тилеман* и др. (1986), несколько частей в книге *Шрамма* (1977) "Сверхновые", а также популярные обзоры: *Хиллебранд* (1982) и *Тримбл* (1984).

Вероятно, сверхновые являются как раз теми объектами, в которых в результате бурно протекающих процессов (так называемый урка-процесс) образуются химические элементы, более тяжелые, чем группа железа, которыми, таким образом, обогащается Галактика в ходе своего развития.

### 3.3. ЗВЕЗДЫ НА ОЧЕНЬ РАННИХ СТАДИЯХ ЭВОЛЮЦИИ

#### 3.3.1. История

Звезды очень малого эволюционного возраста обнаружили как особую группу еще в 20-е годы нашего столетия — это были неправильные переменные звезды в туманности Ориона. Правда, тогда еще не понимали природы этих объектов. Начатые в те годы и продолжавшиеся два-три десятилетия систематические исследования переменных этого типа позволили сделать следующие два вывода. Спектральные классы звезд лежат в широком интервале, от В до М; переменные являются звездами главной последовательности или субгигантами. В связи с первыми систематическими и многолетними наблюдениями этих переменных вспомним, например, работы *Людendorфа* (1928), *Химпеля*, а также *Гоффмейстера* (например, 1949). Около 1945 г. были проведены первые систематические исследования спектров таких переменных. Эти работы в первую очередь связаны с именами *Джоя* (1945), *О. Струве*, *Хербига* (1962) и *Аро*. Большинство переменных лежит в облаках межзвездного вещества. Этот результат привел сначала к попытке объяснить особенности звезд в рамках аккреционной теории накопления межзвездного вещества (*Гринстейн*, *Хербиг*, *О. Струве*), но затем работами *Амбарцумяна* (1949), *Холопова* (1951) и *Паренго* в конце сороковых годов (открытие Т-ассоциаций) была заложена основа для гипотезы о молодости объектов, принадлежащих к данному типу переменности. Наконец то, что объекты эволюционно являются очень молодыми, было подтверждено на основе сравнения наблюдений с теоретическими звездными моделями и в ходе детальных астрофизических исследований, продолжающихся до наших дней.

### 3.3.2. Звезды типа Т Тельца и родственные им объекты

**Особенности, обозначения, классификация.** Среди звезд очень малого эволюционного возраста самыми известными являются звезды типа Т Тельца. Они названы так по звезде — спектральному прототипу. Массы звезд составляют около  $0,3-3M_{\odot}$ . Со стороны больших масс к ним примыкают так называемые "переменные класса Ae в туманностях" ("е" означает присутствие в спектре эмиссионных линий; спектральный класс, вообще говоря, может быть от В до раннего F). Со стороны меньших масс к ним примыкают вспыхивающие звезды, о которых речь будет идти в разделе 3.3.3. Первые две группы имеют много общего и будут обсуждаться совместно. Далее, по современным данным, очень молодые звезды могут и не иметь эмиссионных линий. Такие объекты, принадлежность к числу которых определяется другими признаками, тоже обсуждаются в этой главе.

Фотометрической особенностью является нерегулярная переменность блеска.

Кроме этого, трудно что-либо сказать, так как разнообразие феноменологического поведения чрезвычайно велико. Переменность состоит из разных компонентов, проявляющихся по-разному от звезды к звезде — вместе, по одной или в различных сочетаниях. Встречается много промежуточных форм. Мы различаем следующие компоненты переменности (в скобках указан порядок величины соответствующей периодичности в сутках):

1. Медленные колебания ( $10^2$ ).
2. Минимумы блеска ( $10^1$ ).
3. Вспышки ( $10^{-1}-10^{-2}$ ).
4. Переменность эмиссионных линий ( $10^0-10^{-1}$ ).
5. Квазипериодические изменения ( $10^1$ ).

Раньше было широко распространено название "звезды типа RW Возничего"; его часто используют и сегодня в тех случаях, когда речь идет только о переменности блеска. Гоффмейстер (1949) ввел три подтипа:

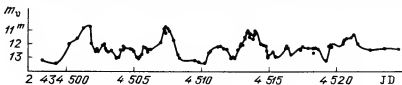


Рис. 93. Визуальная кривая блеска Т Cha по Гоффмейстеру (1965)

1. Типичные звезды типа RW Возничего. Переменность блеска, как правило, быстрая, заметная уже через несколько часов наблюдений. Преобладает впечатление беспорядочности, амплитуды составляют  $1,5-4^m$ . Примеры: RW Aur, RR Tau, Т Cha (рис. 93).

2. Звезды, подобные звездам типа RW Возничего. Особенности такие же, как и у типичных звезд, но выражены в более слабой форме, т.е. или имеет место более медленная переменность, или амплитуда переменности меньше  $1,5$  звездных величин, или имеет место и то и другое. Пример: Т Tau (рис. 94).



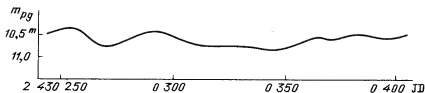


Рис. 94. Медленная составляющая фотографической кривой блеска Т Тау по Анерту; несколько схематизировано

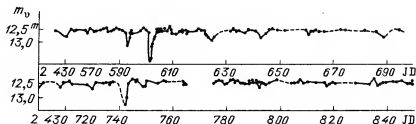


Рис. 95. Визуальная кривая блеска ВО Сер по Гоффмейстеру (1944)

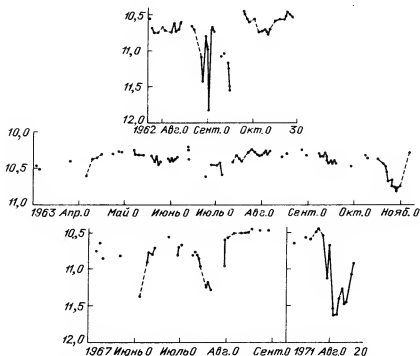


Рис. 96. Фотоэлектрическая кривая блеска (в полосе V) звезды WW Vul по Рёсигеру и Венцелю (1972)

3. Алголеподобные разновидности. Основной особенностью являются нерегулярные ослабления блеска. Примеры: T Ori, BO Ser (рис. 95), WW Vul (рис. 96). Это звезды спектрального класса F или более раннего.

Другие подробности учитывает классификация, предложенная МАС и реализованная в Общем каталоге переменных звезд (ОКПЗ) Кукаркина и др. (1969). При этом неправильные в диффузных туманностях и относительно быстрые неправильные переменные, не относящиеся к пульсирующим, обозначаются символом I (с добавками: "n", если известна связь с туманностью; "s", если наблюдаются быстрые изменения блеска). Дальнейшее подразделение связано со спектральными критериями: "a" — для спектральных классов O—A; b — для звезд промежуточных или поздних спектральных классов; T — для спектров T Тельца; YU — для спектров типа YU Ориона (с признаками выпадения вещества на звезду; см. ниже). Примеры приведены в табл. 38.

И у этой классификации есть недостатки. Например, две совершенно различные звезды BO Ser и T Cha попадают в один и тот же подтип (Insb), так как символ n используется и в случае, когда туманность связана непосредственно со звездой, плотно ее окружая, и в случае, когда звезда находится в обширном темном облаке.

Конечно, недостаток информации может привести к неправильному определению типа переменности. Например, среди зрелых двойных (раздел 3.1) иногда встречаются звезды с формами кривых блеска, очень напоминающими кривые блеска звезд, рассматриваемых в этой главе. А чтобы отличить звезды типа Ia от звезд типа  $\gamma$  Кассиопеи (раздел 3.4.2), кроме кривых блеска, необходимы еще и другие критерии. За сильным разбросом значений, получаемых от ночи к ночи, вполне может скрываться быстропеременная периодическая звезда, если нет в распоряжении достаточно плотных рядов наблюдений, доказывающих беспорядочность изменений блеска. Поэтому опытные наблюдатели указывают на необходимость проявлять осторожность при поисках и классификации новых переменных и при использовании каталожных данных для звезд, данные о которых, возможно, обработаны недостаточно тщательно или некритично.

Таблица 38

Классификация звезд типа RW Андромеды

Звезда	Тип	Объяснение
RW Aur	IsT	Спектр звезды типа T Тельца, быстро, нерегулярно меняющийся блеск
T Tau	InT	Спектр звезды типа T Тельца, в диффузной туманности
WW Vul	Isa	быстро, нерегулярно меняющийся блеск, ранний спектральный класс
RR Tau	Insa	Как у звезды WW Vul, в туманности
BO Ser	Insb	Как у звезды RR Tau, но спектральный класс позднее A

Типичное поведение отдельных звезд. Большое количество новой информации о кривых блеска переменных звезд, находящихся в начале своей эволюции, получено благодаря концентрированному применению объективных фотометрических методов (фотоэлектрической фотометрии), например на обсерваториях в Крыму и в Зоннеберге. Возможность изучения поведения цветовых характеристик (переменность показателей цвета в ходе изменения блеска) и основанная на повышении точности наблюдений возможность исключить кажущиеся колебания, связанные с ошибками наблюдений, являются преимуществами этого метода. И все же кривой блеска с наименьшими пропусками до сих пор является кривая блеска для T Cha, полученная по визуальным наблюдениям. Представленная на рис. 93 кривая получена Говфмейстером (1965), ему помогали наблюдатели Джонс, Филлотт и Бейтсон на островах Кука и в Новой Зеландии. Несколько раз удалось проследить переменность блеска за полные 24 часа (целые сутки). Первые наблюдения были проведены в 1952–1953 гг., а затем — в 1959 г. При этом наблюдалась характерная циклическая переменность в форме волн, у которых острее и отчетливее были выражены иногда максимумы, а в другое время — минимумы; все это накладывалось на нерегулярные колебания. Такие изменения еще отчетливее видны у звезды RU Lup, которая уже в 1952–1953 гг. напоминала звезды подтипа BO Цефея, а в 1959 г. это свойство стало еще отчетливее. Для T Cha в 1952–1953 гг. были найдены периоды 3,4375, 4,1800 и 3,2323<sup>d</sup>, сменявшие друг друга. Наблюдения 1959 г. дают значение цикла, очень близкое к третьему из перечисленных. Похожее поведение наблюдается и у RU Lup. Говфмейстеру удалось установить перечисленные ниже характерные периоды, правда, в двух случаях (RU Lup и AK Sco) они нуждаются в подтверждении:

T Cha 3,2436<sup>d</sup>  
 RY Lup 3,7609<sup>d</sup>  
 RU Lup 3,8375<sup>d</sup> (?)  
 AK Sco 5,1480<sup>d</sup> (?)

Недавно было показано наличие временами наступающей циклической переменности звезды SY Cha, относящейся к подтипу Insb (*Илефер* и *Матье*, 1982). В 1970–1972 гг. переменная показывала строго периодические волны с амплитудой, доходившей до 1,6<sup>m</sup> (В), и  $P = 6,129^d$ . В предшествовавшие и последующие годы были найдены только слабые нерегулярные колебания. Авторы связывают это явление с ярким пятном на поверхности вращающейся звезды или близ нее. Подобные попытки интерпретации уже предпринимались для перечисленных ранее звезд Говфмейстером (1965) (см. ниже).

В качестве примера квазипериодических явлений в переменности блеска хорошо подходит звезда SV Cep спектрального класса Ae. Для нее имеются плотные ряды фотоэлектрических наблюдений в полосах U, В и V, полученные в 1962–1966 гг. — см. рис. 97 (*Венцель*, 1969). Здесь видны относительно острые минимумы, повторяющиеся в среднем через 15,4<sup>d</sup>, их форма и глубина меняются. На кривой блеска присутствуют и другие компоненты переменности. Особого внимания достоин следующий наблюдательный факт: ослабления блеска протекают без изменений показате-

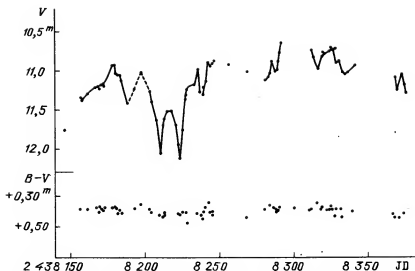


Рис. 97. Фотоэлектрические ( $V$  и  $B-V$ ) измерения звезды SV Сер по Венцелю (1969)

ля цвета  $B - V$  (т.е. амплитуды блеска в цветах  $B$  и  $V$  одинаковы, см. рис. 97).

Довольно плотные ряды фотоэлектрических измерений с синхронными спектральными наблюдениями (объективная призма) были получены Гётцем и Венцелем (например, 1967) для ряда звезд типа Т Тельца и родственных им объектов. Совершенно особое положение среди исследованных звезд занимает RW Aug. Изменения блеска от ночи к ночи могут достигать одной звездной величины (рис. 98). Ни одна из других программных звезд такого не показывала. По быстроте переменности она схожа с Т Cha. Реальность существования накладывающихся друг на друга волн и всплеск продолжительностью в несколько часов с амплитудой в несколько десятых звездной величины, наблюдавшихся у Т Cha визуально, была для RW Aug доказана объективными методами. Следует заметить, что и у других звезд программы изменения линейчатого спектра протекали не всегда синхронно с изменениями блеска. Две несимметричные кратковременные всплески, аналогичные наблюдаемым у вспыхивающих звезд, следует, вероятно, приписать красному спутнику RW AugB.

Быстрая переменность звезды RW Aug, с характерным временем от 15 мин до нескольких суток, была подтверждена спектрально Аппенцелером и др. (1983) на основе наблюдений во время длинных ночей Норвегии.

Другим характерным свойством кривой блеска является наличие определенного блеска покоя, т.е. "предпочтение" звездой определенного уровня блеска. Не зря, например, Гоффмейстер и его сотрудники выделили звезду BO Сер (рис. 95) в качестве прототипа подгруппы, характеризующейся ярким нормальным блеском и иногда наступающими минимумами разной формы и глубины. Гоффмейстер обнаружил, что звезда BO Сер только в 11 ночей из 481 была ослаблена более чем на  $0,5^m$  и

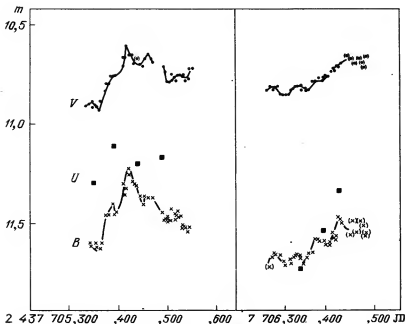


Рис. 98. Фотоэлектрические измерения RW Aur в полосах V, B и U ( $\text{\AA}$ ) и Венцель, 1967)

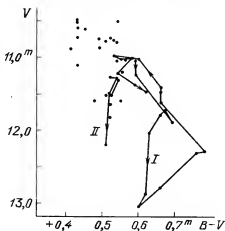


Рис. 99. Изменение положения RR Tau на диаграмме  $V - (B - V)$  с изменением блеска; соединены между собой последовательные по времени точки на спаде блеска в двух минимумах (фотоэлектрические наблюдения по Рёсигеру и Венцелю, 1973)

только на четырех пластинках из 1100 зоннебергских снимков неба звезда находилась, несомненно, в минимуме блеска. Наши фотоэлектрические наблюдения тоже показали, что за 304 ночи наблюдений только в девяти случаях звезда была ослаблена более чем на  $0,11^m$ . Самый "глубокий" минимум лежал на  $0,29^m$  ниже нормального блеска. Во все другое время нормальный блеск сохранялся со средним отклонением менее чем на  $0,02^m$  (Венцель и Брюкнер, 1978). Другие объекты имеют свое значение блеска покоя, лежащее на каком-нибудь уровне общего диапазона переменности блеска объекта. Иногда блеск покоя подвержен

медленным колебаниям. Наверное, уровень блеска покоя — это характеристика данной звезды, по крайней мере он сохраняется относительно длительное время. Конечно, встречаются звезды и без такого свойства.

Наличие минимумов блеска в качестве характерного признака заметно доминирует у звезд ранних и средних спектральных классов. При этом ослабления блеска могут протекать без заметных изменений абсорбционного линейчатого спектра (т.е. спектрального класса). В некоторых случаях не меняется даже показатель цвета, например у активно наблюдавшейся звезды RR Tau (*Хербиг*, 1960; *Рёссигер* и *Венцель*, 1973; рис. 99) и у SV Ser (см. выше).

Постоянство спектрального класса или его изменения без корреляции с изменениями блеска имеют место и у истинных звезд типа Т Тельца (DI Ser — *Гам*, 1979; RW Aur — *Гётц* и *Венцель*, 1967). Это можно рассматривать в качестве указания на отсутствие сильных изменений эффективной температуры звездного компонента. Очевидно, играют роль изменения в газовой или пылевой оболочке.

**Спектры и околос звездные оболочки.** Звезды "типа Т Тельца", как сказано выше, выделяются по спектральным признакам. Спектральные классы могут быть G—M, классы светимости — IV—V. Большое число эмиссионных линий низкой степени ионизации, иногда со сложными профилями ( $H_{\alpha}$  и другие члены бальмеровской серии, линии H и K CaII и линии других нейтральных и ионизованных металлов, например Fe), указывают на существование околос звездной оболочки с хромосфероподобными свойствами (рис. 100). Наличие в окрестностях звезд высокотемпературных областей было подтверждено спектральными наблюдениями в далеком ультрафиолете со спутника IUE ("Интернациональный ультрафиолетовый спутник-исследователь"), см., например, *Гам*, 1980а.

Со спутников "Эйнштейн" и европейского рентгеновского спутника обсерватории (EXOSAT) были проведены поиски рентгеновского излучения у звезд типа Т Тельца (см., например, *Гам*, 1980б). Обнаруженное рентгеновское излучение, видимо, возникает в не слишком протяженной короне, расположенной между звездой и околос звездной оболочкой, и в разной степени поглощается оболочкой. Вследствие этого у переменных с более массивными оболочками наблюдается самое слабое рентгеновское излучение (*Уолтер* и *Кухи*, 1981). Есть и другие попытки объяснения этого эффекта.

Особенно характерным для спектра является наличие эмиссий железа FeI у 406,3 и 413,2 нм. Они, согласно *Хербигу*, встречаются только у звезд типа Т Тельца и образуются благодаря механизму флуоресценции. А именно, энергия, поглощаемая линией FeI 396,9 нм из длинноволновой эмиссионной компоненты линии H (CaII, 396,8 нм), переизлучается в других длинах волн, в том числе и в названных выше линиях. Профиль линии H, так же как и K,  $H_{\alpha}$  и других линий, в основном определяется истечением газа из звезды в околос звездное пространство, что, согласно *Кухи* (1964), имеет место, по крайней мере временно, на ранних стадиях звездной эволюции.

Существуют, конечно, и объекты, у которых временно наблюдается не вытекание, а втекание газа. Спектральные линии показывают так называемые обратные профили типа Р Лебедя. Прототипом считается звезда

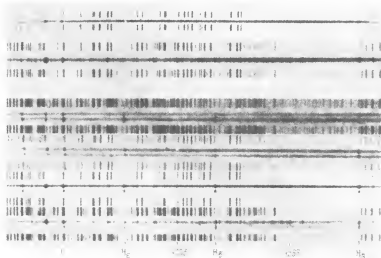


Рис. 100. Спектры очень молодых переменных в разные моменты времени (по Джою, 1945); RW Aur: а – 2 ноября 1941 г., б – 25 сентября 1944 г.; UZ Tau со спутником спектрального класса dMe (внизу), в – 23 сентября 1944 г., г – 4 января 1944 г., д – 8 января 1945 г., е – 28 декабря 1942 г. Обратите внимание на большое количество эмиссионных линий; линии у 423,3 нм принадлежат однократно ионизованному железу. С обеих сторон каждого звездного спектра расположены эмиссионные спектры сравнения для привязки по длинам волн

YY Ori; М.Ф. Уокер посвятил ей целый ряд работ (например, 1978). Ярким представителем можно назвать CQ Lup (Аппенцеллер и др., 1978 и содержащиеся там ссылки).

Еще одна важная особенность спектра эволюционно очень молодых звезд связана с линией поглощения нейтрального лития ( ${}^7\text{Li}$ ) 670,7 нм. Ее анализ показал избыток лития в сто раз по сравнению с Солнцем. Избыток лития такого же порядка найден в пробах камней вулканического происхождения и в метеоритах — хондритах и силикатах. В этих реликтах ранней эволюции Солнца и окружавшей его "солнечной туманности" сохранился литий, произведенный в свое время Солнцем (а "недавно" — и звездами типа Т Тельца) и исчезающий из звездных атмосфер за время в миллиарды лет. Теории для объяснения этого явления пока еще многочисленны и противоречивы.

Другими проявлениями газовых оболочек вокруг звезд типа Т Тельца являются избытки излучения в ультрафиолетовой, синей и инфракрасной областях непрерывного спектра. Инфракрасный избыток, правда, можно также объяснить тепловым излучением пылевых частиц в околозвездной пылевой оболочке. Существуют разные мнения о том, какие процессы преобладают. В этой связи назовем таких исследователей, как Козн, Кухи, Мендоза, Ридгерн и Стром. Вполне возможно, что оба эффекта — газовый и пылевой — играют роль у разных звезд в разном соотношении.

Радиоизлучение, открытое у нескольких объектов в области сантиметровых волн, по-видимому, возникает, хотя бы частично, в околозвездном газе. Из плотности потока этого излучения, механизм возникновения которого в результате свободно-свободных переходов хорошо известен, *Берту* (1984) смог оценить скорость упомянутой выше потери вещества (звездного ветра). По его оценкам потери составляют около  $10^{-8} - 10^{-6} M_{\odot}/\text{год}$ . Это меньше, чем получено по профилям линий в оптической части спектра, но все же достаточно много. Надо учитывать, что скорость потери вещества может сильно отличаться от звезды к звезде и что по крайней мере ее значения, лежащие у верхней границы наблюдаемого диапазона, действуют только короткое время — иначе звезды уже потеряли бы большую часть своей массы. Очень высокие скорости потери массы, вероятно, имеют звезды в описанной ниже фазе типа FU Ориона.

Обзор представлений о сложных условиях в околозвездном пространстве звезд типа Т Тельца под названием "Начинаем ли мы понимать звезды типа Т Тельца?" опубликовал *Козн* (1981). Автор не пытался объяснить переменность блеска, но его соображения о возможном наличии пылевых колец (вместо полных пылевых оболочек) и узко направленных струй вещества (вместо изотропного звездного ветра, см. также *Козн*, 1982) — это новые идеи. Проблемы геометрии двойного конуса, т.е. биополярного истечения вещества, рассматривают также *Бюрке* и *Ходанн* (1986).

Самым важным спектральным критерием, позволяющим выделить "звезды класса Ae в туманностях", видимо, является преобладание более или менее нормального "спектра оболочек". А именно, эмиссионные линии (в основном, водорода) особенно сильно выражены тогда, когда звезда быстро теряет массу из-за истечения вещества и спектральные линии показывают известные профили типа Р Лебедя (абсорбционные компоненты с коротковолновой стороны эмиссионных линий), что вполне аналогично звездам типа Т Тельца. Узкие и глубокие абсорбционные линии водорода, возникающие в оболочке и накладывающиеся на широкие звездные линии, иногда напоминают спектры сверхгигантов.

Потеря массы и связанное с этим образование околозвездной оболочки протекают у Ae-звезд аналогично такому же процессу у звезд типа Т Тельца (есть даже спектральные промежуточные типы), формы беспорядочной переменности также очень похожи.

*Хербиг* и *Пао* (1972) во "Втором каталоге эмиссионных звезд орionoва населения" собрали все звезды на стадии до главной последовательности, показывающие эмиссионные линии, для которых есть спектры, полученные со шелевыми спектрографами. Таких объектов оказалось 323. Кроме спектральных данных и UVV-фотометрии, каталог содержит сведения о типе кривой блеска. При этом классификационным критерием служит положение предполагаемого уровня блеска или отсутствие такого уровня (*Паренаго*, 1954; *Хербиг*, 1962). Хотя этот список не предназначен для статистических исследований, укажем, что только 18% объектов имеют спектральные классы В—F. Это отражает не только редкость массивных звезд на стадии до главной последовательности. У звезд ранних спектральных классов, относящихся к рассматриваемым



типам переменности, сильные эмиссионные линии встречаются реже. Например, такие переменные, как WW Vul, BO Cep, BH Cep или IP Per, в каталоге не содержатся, так как у них не наблюдается эмиссий.

**Свойства группировок.** Благоприятная возможность связать теоретические представления о звездах на стадии до главной последовательности с наблюдениями впервые появилась на основе исследования Т-ассоциаций. Ассоциациями называют местные концентрации звезд с определенными свойствами. При этом общая звездная плотность на данном участке не позволяет считать эти образования рассеянными звездными скоплениями. Примером являются области с повышенной встречаемостью звезд спектральных классов О и В. Для звезд типа RW Возничего это понятие первым использовал *Холопов* (1951). Он ввел название "Т-ассоциация" по обозначению звезды Т Тау. Известна группировка такого рода, располагающаяся в туманности Ориона. Можно заметить также, что все семь наиболее давно известных звезд типа RW Возничего лежат в созвездиях Возничего, Ориона и Тельца, т.е. концентрируются в области, наполненной туманностями и темными облаками. Сама звезда RW Aul лежит в области, свободной от светлых или темных туманностей. Но от края большого темного облака в Тельце она удалена только на один градус. Возможно, RW Aul покинула облако, в котором она располагалась.

Новые Т-ассоциации находили чаще всего при спектральных обзорах с низкой дисперсией, обычно по наличию эмиссии  $H_{\alpha}$  у слабых звезд. Пионерские работы в этой области проведены в Мексике, США и СССР в 50-х годах исследователями *Чавира*, *Долидзе*, *Ириарте*, *Джоем*, *Аро*, *Хербигом* и *Мановой*. Последующие работы *Холопова* (1951), *Гётца* (например, 1961) и других показали, что если не все, то очень большой процент звезд с эмиссией в  $H_{\alpha}$  показывают переменность блеска типа

Таблица 39

**Важные Т-ассоциации**

Название	$\alpha$	$\delta$
IC 348 (Персей)	$3^h 38^m$	$+32^\circ$
Комплекс Тельца – Возничего	$4^h - 5^m$	$+16^\circ \div +30^\circ$
В 30 (Орион)	$5^h 25^m$	$+12^\circ$
Туманность Ориона	5 30	$-6^\circ$
В 35 (Орион)	5 40	$+9^\circ$
IC 446 (Единорог)	6 25	$+10^\circ$
NGC 2264 (Единорог)	6 36	$+10^\circ$
$\epsilon$ Хамелеона	11 00	$-77^\circ$
В 228 (Волк)	15 40	$-35^\circ$
Комплекс Скорпиона – Змееносца	16 25	$-25^\circ$
M8, M20 (Стрелец)	17 56	$-24^\circ$
Южная Корона	18 55	$-37^\circ$
IC 5070, NGC 7000 (Лебедь)	20 50	$+44^\circ$
NGC 7023 (Цефей)	21 01	$+68^\circ$
Комплексе Цефея	23 55	$+65^\circ$



Рис. 101. Туманности "Северная Америка" (NGC 7000) и "Пеликан" (IC 5067). Крестиками указано положение некоторых очень молодых звезд этой области (звезды с эмиссией в  $H_{\alpha}$  по Хербигу, 1958б, переменные по Венцелю, 1963 и Гизекингу, 1973). Снимок Гётца, Зоннеберг

RW Возничего. Но целый ряд таких же переменных, лежащих в области Т-ассоциаций, не показывают заметной  $H_{\alpha}$ -эмиссии (по крайней мере, временно). Гётц (1973, 1980б) обратил внимание на ряд статистических зависимостей между спектральными и фотометрическими параметрами, с одной стороны, и стадией эволюции звезд в Т-ассоциациях и очень молодых скоплениях, с другой стороны.

Некоторые важные Т-ассоциации (включая очень молодые звездные скопления) перечислены в табл. 39 (см. также рис. 101, 102 и 103).

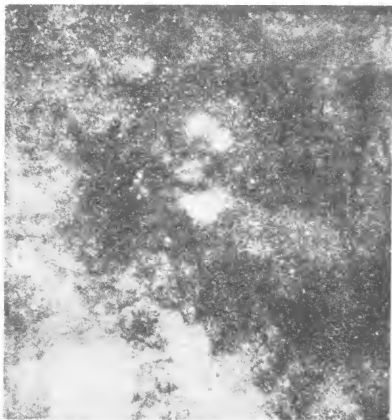


Рис. 102. Газовопылевая туманность в Стрельце; в центре — туманность "Лагуна" (M 8), содержащая Т-ассоциацию. Снимок Говфмейстера (Бойденская станция)

Эти ассоциации не могут быть старше нескольких миллионов лет, так как они очень сильно подвержены разрушающему влиянию галактического дифференциального вращения. В принципе, их диаграммы цвет — величина имеют структуру, которая и ожидается на основе расчетов моделей эволюционно очень молодых объектов, находящихся в первой фазе сжатия. Подобные диаграммы цвет — величина и двухцветные диаграммы наблюдаются и для некоторых рассеянных скоплений, очевидно, тоже находящихся на ранней стадии своего развития.

Положение эволюционно очень молодых звезд на диаграмме цвет — величина (или на диаграмме Герцшпрунга — Рассела) в первую очередь определяется стадией сжатия. К значительным трудностям при анализе диаграмм приводят, однако, вторичные эффекты. К ним относятся, например, уже упомянутые избытки излучения, вызываемые частицами околозвездной оболочки, поглощение и покраснение, а также дисперсия возрастов. Промежуток времени, в течение которого в определенном пространстве с подходящими физическими условиями происходит

возникновение звезд, может составлять несколько миллионов лет (например, Гётц, 1973).

В общем можно сказать, что звезды типа Т Тельца спектральных классов от G до M располагаются в среднем примерно на  $2,5^m$  выше главной последовательности, т.е. их абсолютные величины лежат в интервале  $+3 \div +7^m$ . Первые количественные указания на это для переменных звезд в туманности Ориона дал Паренаго (1953). Звезды "класса Ae в туманностях", напротив, лежат только примерно на одну звездную величину выше главной последовательности.

Звезды последнего типа встречаются редко, и не только из-за того, что массивные звезды возникают реже, но и потому, что у них высокая скорость эволюции. По этой причине время пребывания звезды в интересующей нас фазе очень мало, а вероятность открытия низка. Приведем типичные характерные времена для стадии сжатия до начала процессов атомного энерговыделения (т.е. до достижения главной последовательности):

$$5 M_{\odot} \quad 5 \cdot 10^5 \text{ лет}$$

$$1 M_{\odot} \quad 10^7 \text{ лет}$$

$$0,3 M_{\odot} \quad 10^8 \text{ лет.}$$

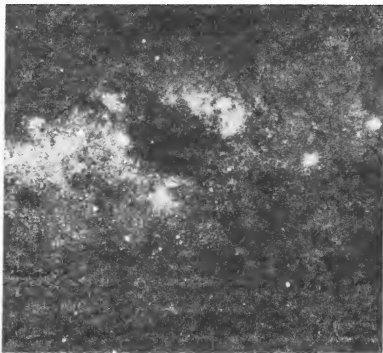


Рис. 103. Темная туманность "Угольный Мешок" в созвездии Южного Креста, в ней были предприняты обширные поиски очень молодых переменных звезд. Снимок Гоффмейстера

Часто в Т-ассоциацию, имеющую несколько сот членов, входят только пять (или даже меньше) более массивных объектов. Часто они освещают уплотнения туманностей в их непосредственных окрестностях. С этим связано название "Ае-звезды в туманностях"; наличие туманности усложняет фотометрическое исследование переменности блеска. Кардополов (1971) и Рёссигер (1985) показали непереносимость целого ряда звезд ранних спектральных классов в туманности Ориона.

Другие связи с межзвездным веществом. Галактическое звездное поле постоянно быстро обогащается молодыми звездами из Т-ассоциаций (рассеянные скопления распадаются медленнее). Но вопрос о возможности возникновения звезд по одной, самое большее по две или по три, с наблюдательной стороны все еще остается открытым. Теория возникновения звезд из холодных межзвездных облаков в настоящее время уже не отрицает категорично такой возможности. Наблюдаются также Т-ассоциации с особенно малым числом членов, например агрегат вокруг звезды BD +40°4124 (*Хербиг*, 1960; *Венцель*, 1980а). Он содержит две переменные звезды, Lk H $\alpha$  224 и Lk H $\alpha$  225, отличающиеся друг от друга и по спектральному классу, и по свойствам переменности блеска. Первая звезда — типичная звезда типа RW Возничего с предполагаемым спектральным классом Ge—Ke, у второй — спектральный класс Be—Ае, большинство времени она имеет нормальный блеск, минимумы блеска иррегулярные.

Обе звезды, расстояние между которыми всего около 20", по-разному подвержены влиянию межзвездной экстинкции, что могло бы указывать на наличие пылевых масс в непосредственной близости Lk H $\alpha$  225.

Уже давно Гётц (1961, с. 136) получил подобный результат на основе звездных подсчетов в непосредственной окрестности переменных, проведенных в рамках обширного исследования звезд типа RW Возничего в Т-ассоциациях. Число звезд в непосредственной близости различных переменных различается, это интерпретируется разницей в экстинкции межзвездной пылью (т.е. разной плотностью пыли). Было найдено следующее правило. Чем больше интенсивность эмиссии в H $\alpha$ , тем больше плотность слоя пыли. Количественно этот результат можно объяснить так. Венцель (1975) установил, что эмиссия тем сильнее, чем больше, по оценке Кухи (1964), потеря массы (звездный ветер). Часть истекающего газа конденсируется в испаряющиеся ("огнестойкие") пылевые частицы, так что окрестности звезды (до расстояний порядка 1 пк) обогащаются межзвездной пылью нового поколения. Плотность этого вещества, получаемая на основе расчетов, совпадает с величиной, объясняющей наблюдаемое усиление межзвездной экстинкции в окрестностях звезд типа Т Тельца. Примечательно, что некоторые наиболее яркие звезды типа RW Возничего, показывающие переменность блеска, подобную наблюдаемой у звезды ВО Сеп, в максимуме блеска, кажется, не подвержены влиянию дополнительной экстинкции описанного рода (например, IP Пер, ВО Сеп, ВН Сеп, WW Вул, SV Сеп, а также RR Тау). Это удалось показать сравнением избытков цвета переменных с избытками цвета соседних постоянных звезд с известными светимостями и расстояниями (например, Рёссигер и Венцель, 1973). Такой способ нельзя применить к классическим звездам типа Т Тельца, так как в этом случае очень труд-

но разделить межзвездную и околозвездную часть покраснения из-за меняющихся от звезды к звезде особенностей спектрального континуума.

Между теорией происхождения звезд из холодных межзвездных облаков и наблюдениями существует хорошее согласие и в следующем отношении (*Хербиг*, 1962, 1977). Кинематические свойства членов Т-ассоциаций сходны с внутренней кинематикой областей нейтрального водорода (H I) и молекулярных облаков (но не "горячих" областей H II ионизованного водорода). Наличие Т-ассоциаций связано с наличием плотных и протяженных темных облаков межзвездной пыли, обеспечивающей необходимое охлаждение газа в областях H I. Вспомним, например, Т-ассоциации в созвездиях Тельца и Возничего, в Змееносце и около туманности Северной Америки. Напрашивается вывод — и он подтверждается современными измерениями собственных движений, — что молодые переменные звезды еще и сейчас находятся в своих материнских облаках (*Хербиг*, 1981). Изолированные объекты, такие, как вышеупомянутая звезда RW Aur, или еще более крайний случай — TW Hya, лежащая на расстоянии  $13^\circ$  от ближайшего темного облака (*Ручинский* и *Краутер*, 1983), представляют собой не объясненные противоречия в этой картине. В некоторых из облаков рассматриваемого типа, видимо, существуют концентрации звезд с эмиссией  $H_\alpha$  по соседству с горячими, массивными звездами высокой светимости. Примерами являются туманность Ориона, NGC 2068 и NGC 2264. Являются ли такие места благоприятными для образования маломассивных звезд в современную эпоху, остается гипотетическим.

**Причины переменности блеска.** Уже при введении класса переменных звезд типа RW Возничего, более 40 лет тому назад, несколько раз обсуждалась идея о том, что колебания блеска могут вызываться проплывающими перед звездой и поглощающими свет звезды облаками межзвездного вещества. Эта идея еще тогда была не без оснований отброшена, так же как и гипотеза о возможности возникновения переменного излучения в результате сбирания или "сгребания" (аккреции) межзвездного вещества разной плотности — уж слишком экстремальными должны быть физические параметры, чтобы это осуществилось.

Открытие появляющегося время от времени на кривой блеска циклического (квазипериодического) компонента привело 20 лет спустя к идее еще о двух механизмах, а именно о частичных или анизотропных пульсациях внешних слоев звезды (*Гоффмейстер*, 1958 и *Венцель*, 1961) и, несколько позднее, о вращении звезды с неравномерным распределением поверхностной яркости (*Гоффмейстер*, 1965). Общим попыткам объяснения не доставало физической разработки деталей, что было неизбежно по причине нехватки или полного отсутствия необходимого наблюдательного материала, особенно спектрального, а также полученного вне "традиционных" спектральных областей.

Применение фотоэлектрических методов исследования к этим, с первого взгляда таким неперспективным, неправильным переменным (по сравнению, например, с периодическими кривыми блеска пульсирующих или затменных звезд) в работах *Гётца* и *Венцеля* (например, 1967) и открытие почти одновременно несколькими авторами инфра-

красных избытков дали возможность увидеть старую экстинкционную гипотезу в новом свете, тем более что она была с успехом применена к звездам типа R Северной Короны (раздел 3.5). Первую количественную модель такого рода для Ae-звезды SV Сер предложили *Венцель* и др. (1971). Имея в виду наличие зависимости изменений блеска от цвета, авторы рассмотрели целый ряд процессов в околозвездном пространстве, при этом они подробно описали гипотезу обращения облаков из мелких метеоритных частиц, принятую ими в качестве наилучшей. Несколько сотен тысяч шарообразных облаков, каждое с массой в среднем  $4,5 \cdot 10^{24}$  г, вращаются вокруг звезды на расстоянии 5–60 а.е.; они состоят из осколков метеоритного вещества диаметром в несколько дециметров. Общая масса облаков составляет около  $10^{30}$  г, т.е., вероятно, менее 0,1% звездной массы. Необходимую длину циклов можно получить, подбирая среднее расстояние облаков, а форму кривой блеска и глубину минимумов (в среднем  $A_v = 0,5^m$ ) легко объяснить, основываясь на различном поглощении света отдельными облаками и различной степени полноты затмений. Авторы указали на то, что предложенную модель в несколько измененной форме можно, вероятно, использовать для объяснения и несколько других форм переменности блеска (например, при наличии непериодических минимумов через большие промежутки времени, как у звезд типа BO Цефея, или если амплитуда зависит от цвета), но эти мысли дальше не были развиты.

Механизм затмения звезды околозвездными облаками вообще представляет собой очень гибкую гипотезу. Например, в указанной работе для "нейтрального", т.е. чисто геометрического, действия обломков или частиц амплитуда ослабления блеска простым образом связана с радиусом частиц, завися от него обратно пропорционально, при неизменных других параметрах. Амплитуда в три звездные величины требует размера частиц, равного 1/6 указанного выше диаметра — это все еще разумное значение. *Гам* и др. (1974) и *М.Ф. Уокер* (1978, 1980) также использовали гипотезу прохождения затмевающих облаков. Напротив, конкурирующая гипотеза звездных пятен связана с необходимостью привлечения огромных (по температуре или по размерам) неравномерностей яркости звездной фотосферы, чтобы, например, объяснить переменность звезды T Cha.

И все же сам факт наличия хромосферной и корональной активности классических звезд типа T Тельца снова и снова дает повод для поисков сходства с солнечной активностью. Так, например, очень быстро протекающие колебания блеска, с амплитудами до нескольких десятых звездной величины, почти без противоречий можно приписать процессам, подобным вспышкам, происходящим на Солнце и в соответственно больших масштабах на вспыхивающих звездах типа UV Кита (раздел 3.3.3); см., например, работу *Гершберга*, 1970; *Ридгрен* и *Врба* (1983) на основе одновременных девятицветных измерений, простирающихся в инфракрасной части спектра до области  $L$  (3,4 мкм), сделали заключение, что переменность скорее всего вызывается чередованием по-разному нагретых горячих факельных областей (подобных факелам на Солнце) и более холодных областей фотосферы, при этом можно привлечь и эффект вращения звезды.

Известно, что солнечные вспышки, так же как и вся солнечная активность, связаны с появлением локальных сильных магнитных полей, а магнитные поля возникают в результате взаимодействия общего магнитного поля, дифференциального вращения и конвективной зоны водород. В то время как конвективная зона на Солнце имеет малую толщину (около  $0,1R_{\odot}$ ), конвективные области у объектов, находящихся в стадии гравитационного сжатия перед главной последовательностью, охватывают большие части звезды, а у эволюционно очень молодых, очень холодных (маломассивных) звезд они охватывают даже всю звезду. Взрывная активность и пятна, связанные с магнитным полем, ожидаются поэтому в основном у звезд средних и поздних спектральных классов, находящихся на стадии до главной последовательности.

Это находится в согласии с фактом, что у звезд спектральных классов В–F вообще не наблюдается хромосферных спектров и что у них бросается в глаза преобладание кривых блеска с уже много раз упоминавшимися "алголеподобными минимумами". Поэтому вполне возможно, что обе гипотезы — и пятен, и поглощения — имеют право на существование, и то, какая из них играет доминирующую роль, зависит от звезды.

С фотометрической стороны особое преимущество модели пятен связано со следующим наблюдательным фактом. Некоторые переменные звезды, находящиеся на стадии до главной последовательности, с уменьшением блеска краснеют, но становятся снова голубее в нижней части кривой блеска. Этот эффект, впервые обнаруженный у CQ Tau Гётцем и Венцелем (1968) и тогда интерпретированный как указание на наличие близкого голубого спутника, был обнаружен недавно у UX Ori и CO Ori (Хербст и др., 1984). Естественное объяснение можно видеть в том, что свет голубой хромосферы начинает доминировать, когда блеск фотосферы или некоторых ее частей становится слабее определенного уровня.

Экстремальная модель пятнистости была в этой связи недавно предложена Аппенцеллером и Дирборном (1984). Они исходят из обычной модели звезды на стадии развития перед главной последовательностью и рассчитывают влияние магнитных полей на области пятен, образующиеся подобно солнечным. Эти пятна занимают, однако, большие площади и являются более сильными. Поля приводят в зоне своего влияния к подавлению конвективного переноса энергии и, тем самым, к уменьшению эффективной температуры и светимости.

В модели, принимаемой за самую близкую к действительности, в пятнах, покрывающих около 40% поверхности звезды, требуется магнитное поле, составляющее всего около 1300 Э. В зависимости от распределения и размеров областей выхода силовых линий на поверхность звезды, т.е. в зависимости от степени концентрации силовых линий, можно перекрыть весь диапазон от "многих пятен, разбросанных далеко друг от друга" до "единственного сильного пятна". При этом можно получить ослабление наблюдаемого блеска звезды от 1,3 до  $3,5^m$ . Если случайно распределение пятен на одном полушарии (например, западном) соответствует первой названной схеме, а на другом полушарии (восточном) соответствует второй схеме и если при этом ось вращения



расположена перпендикулярно к лучу зрения, то посредством вращения звезды достигается амплитуда изменения блеска, равная  $2,2^m$ .

Легко видеть, что и эта гипотеза богата возможностями видоизменения параметров и поэтому может быть приспособлена к многообразию циклических явлений у переменных звезд.

С одной стороны, то, что действие магнитного поля вводится в теорию количественно, является преимуществом по сравнению с более ранними, феноменологическими моделями пятнистости (см. также раздел 3.7.1), предложенными, например, Фридеманом и Гюртлером (1975) или Бувье и др. (1985) для звезды типа Т Тельца DN Tau. Но, с другой стороны, это означает введение еще одного параметра, магнитного поля, которое не может быть с уверенностью измерено современной аппаратурой и существующими телескопами, поскольку оно должно быть относительно слабым. Например, первые попытки Джонстона и Пенстона (1986) были фактически безуспешными, несмотря на мощный инструментарий англо-австралийского 3,9-метрового телескопа (иначе обстояло дело для переменных звезд типа ВУ Дракона, также пятнистых — см. раздел 3.7.1, — и для вспыхивающих звезд — раздел 3.3.3). Доказательство наличия так называемого зеемановского расщепления спектральных линий у переменных на стадии до главной последовательности, вызванного влиянием предполагаемого магнитного поля, является и по другим причинам очень важной задачей, так как сложные структуры околозвездных оболочек, выявленные спектрально, можно объяснить только присутствием магнитного поля.

**Особенные объекты.** В конце этой главы мы хотим обратить внимание на три особых типа переменных звезд, часто упоминаемых в современной литературе.

Звезды типа FU Ориона (в советской литературе часто называемые фуорами) являются звездами типа Т Тельца с большими вспышками блеска. Вспышки сопровождаются сильным выбросом вещества и разогревом поверхности звезды. Прототип, FU Ori, известен с 1937 г. Правда, намного лучше исследована звезда V1057 Cyg. До 1969 г. она велась как обычная звезда типа Т Тельца, с типичным спектром и слабой переменностью блеска (Венцель, 1963). Вдруг осенью 1969 г. произошла вспышка почти на шесть звездных величин (от 16 до  $10^m$ ) за время около 300 суток (рис. 104). Затем блеск стал постепенно ослабевать — за 10 лет он упал в фотографической области на  $2,5^m$ . В максимуме блеска спектр был похож на спектр звезды с оболочкой спектрального класса А. Еще одним объектом такого же типа может быть V1515 Cyg (Венцель и Гесснер, 1975), вспыхнувшая в 1950 г. Скорость потери массы для этих трех звезд, оцененная по профилям спектральных линий, составляет  $10^{-6}$ – $10^{-5}$   $M_{\odot}$ /год (Кросвелл и др., 1987). В обстоятельной работе Хербиг (1977) обращает внимание на то, что вспышки звезд типа FU Ориона предположительно являются повторяющимися явлениями на звездах малого эволюционного возраста. Этот вывод основан на числе известных случаев (3) за время, в течение которого ведется регулярная служба неба с целью поисков зрелых объектов (80 лет), и на оценке количества (500) потенциальных кандидатов — звезд типа Т Тельца среди звезд, лежащих в разумном диапазоне расстояний и све-

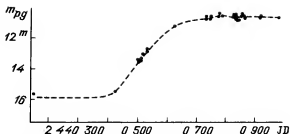


Рис. 104. Вспышка звезды типа FU Ориона V1057 Cyg по Майнунгеру и Венцелю (1971)

тимостей. Указанный автор, после подробного обсуждения имеющегося в распоряжении материала, пришел тогда к выводу о том, что убедительного физического объяснения явления типа FU Ориона еще не найдено. Хербиг обсуждал следующие возможности: снятие околозвездного экранирования, изменение внутренней структуры звезды, падение на звезду крупного объекта, ядерные реакции вблизи поверхности, падение магнитного поля до уровня ниже критического, генерация теплового излучения ранее образовавшимися быстро движущимися частицами. К этому можно добавить недавнее обнаружение околозвездного диска из газа и пыли и предположение, что вспышки происходят в результате неустойчивостей в этом диске (Хартманн и Кенион, 1987).

Объекты Хербига — Аро (НН) представляют собой маленькие, слабо светящиеся туманные образования в темных облаках в пределах Т-ассоциаций, часто с несколькими почти звездобразными, иррегулярно переменными уплотнениями — узлами (рис. 105). Обнаруженные вблизи инфракрасные источники (звезды Хербига — Аро) могут быть предшественниками звезд типа Т Тельца, спрятанными за очень толстыми пылевыми

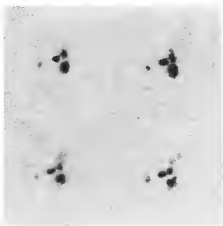


Рис. 105. Переменность ядер объекта Хербига — Аро № 2. Сторона квадрата около 2'. Даты слева сверху направо вниз: 20.1.1947, 20.12.1954, 9.11.1958, 5.1.1968. По Хербигу (1969)

околозвездными оболочками. Важным свойством объектов НН является высокая отрицательная лучевая скорость эмиссионных линий туманных узлов по отношению к окружающим темным облакам. Необходимо еще выяснить, возникают ли эти эмиссионные линии в оболочке звезды НН, а туманными узлами только отражаются в нашем направлении, или же они в этих туманных узлах и образуются. Но и в том, и в другом случае они свидетельствуют о больших скоростях потери массы этими очень молодыми образованиями, возраст которых оценивается в  $10^5$  лет (Стром, 1977). В работе Козна (1981), которую мы упоминали при описании околозвездных эффектов у звезд типа Т Тельца, автор тоже подробно рассматривает объекты Хербига — Аро. Один из отмеченных там потоков вещества ("jets"), выходящий из звезды типа Т Тельца и направленный на объект НН 34, обсуждают, например, Райнурт и др. (1986). Они также приводят очень впечатляющий ПЗС-снимок соответствующих объектов.

Звезды, недавно завершившие стадию Т Тельца, составляют группу, которую очень трудно охватить наблюдениями. В эволюционном отношении это объекты, лежащие между сильно активными переменными типа Т Тельца и стабильными звездами главной последовательности. Объекты в этой стадии развития должны обладать, в более или менее ослабленной форме, свойствами звезд типа Т Тельца (например, эмиссионными линиями H и CaII, обилием  ${}^7\text{Li}$ , иррегулярной переменностью блеска и инфракрасным избытком). Хербиг (1973), высказавший аналогичные соображения, считает звезду FK Ser возможным представителем таких объектов. Звезда является (к сожалению) визуальной двойной, оба компонента имеют спектральный класс K5:pe V, сильную линию лития у 670.7 нм и примерно на  $3.5^m$  повышенную абсолютную величину  $M_v$ . Вероятно, объект связан с близлежащим темным облаком. Но переменность блеска напоминает переменность звезд типа ВУ Дракона (Чугайнов, 1973) с возможными наложениями всплесков (раздел 3.7.1). Вообще, фотометрические свойства этой гипотетической группы переменных звезд пока плохо определены. И даже факт присутствия линий лития является необходимым, но не достаточным критерием для принадлежности звезды к типу Т Тельца.

### 3.3.3. Вспыхивающие звезды

Кривые блеска и спектр. Для группы вспыхивающих ("flare") переменных звезд характерны сильные поярчания, продолжительность которых нередко составляет лишь минуты. Прототипом считается звезда UV Cet, это близкая (расстояние 2.7 пк) красная карликовая звезда с эмиссиями водорода в спектре и визуальным блеском в минимуме  $13.0^m$ . Большое количество вспыхивающих звезд находят в Т-ассоциациях и молодых скоплениях. По предложению Аро, первым опубликовавшего фундаментальные работы об этих объектах (например, Аро и Морган, 1953), объекты в ассоциациях и скоплениях называли "flash-звезды". Для краткости мы будем использовать это название, хотя вообще от него отошли, так как под "flash" ("флэш") в теории звездной эволюции понимается теперь нечто иное. Некоторые вспыхивающие звезды по своему местоположению связаны с межзвездными светлыми или темными туманностями, на это указывают обозначения UVn.

Названия подобных звезд иногда переводят на немецкий язык как "мерцающие звезды", но такой термин использовать не рекомендуется. так как "flare" и "flash" означают не непрерывное или многократное "мерцание", а изолированную короткую вспышку, повторяющуюся через нерегулярные промежутки времени, как правило, намного более длительные, чем продолжительность самой вспышки.

В основном различают два типа кривых блеска. У типа I подъем к максимуму происходит очень круто, он завершается за несколько секунд или минут, спад длится от 10 мин примерно до 2 ч (рис. 106). У типа II все происходит приблизительно в 10 раз медленнее. Звезды типа UV Кита в солнечных окрестностях имеют вспышки только I типа. У флэш-звезд, в отличие от них, наблюдаются вспышки обоих типов, иногда даже у одного и того же объекта. Скорость развития вспышки типа I составляет в среднем  $0.05-0.1^m$  в секунду. Но хорошо исследованная UV Cet в нескольких случаях показывала значение  $0.6^m$  в секунду и однажды даже  $2.8^m$  в секунду (Джарретт и Гибсон, 1975), когда ее блеск за 31 с возрос в 420 раз. В этом случае амплитуда составляла  $6.5^m$  в цвете В. Вспышки сравнимого блеска наблюдались несколько раз, при этом амплитуда в цвете В всегда занимала среднее положение: в цвете U — наибольшая, в цвете V — самая маленькая. Бывают сколь угодно малые вспышки; вопрос их регистрации зависит от возможностей принимающей аппаратуры. Зарегистрированная численность вспышек зависит, исходя из сказанного, от цвета, в котором ведутся наблюдения, и от абсолютной величины объекта. Грубо ориентировочно, среднее значение равно одной вспышке в час ( $\geq 0.1^m$ ) в цвете В. В последние годы большие успехи были достигнуты в области фотоэлектрических исследований вспышек с высоким временным разрешением (1 с и лучше); см., например, Эванс (1975), Моффетт (1974). Оказалось, что встречаются вспышки, протекающие с очень высокими скоростями, длительность всей вспышки (подъем и наибольшая часть спуска вместе взятые) составляет менее 10 с ("spike-flare" — вспышка-острие, рис. 107). Эти наблюдения делают очевидным, что вспышечные события часто бывают намного сложнее, чем это можно было бы предполагать на основе фотографических (или даже визуальных) наблюдений.

Во время вспышки эмиссионные линии водорода и нейтрального гелия обычно бывают намного ярче, чем в нормальном состоянии, а в континууме появляется синий и ультрафиолетовый избыток, который частично заполняет абсорбционный спектр. В многочисленных тщательно наблюдавшихся случаях одновременно с оптическими вспышками наблюдались вспышки радиоизлучения в области длин волн от 20 см до 15 м. Эти всплески ("bursts") начинаются около максимума блеска или на несколько минут позже и продолжаются приблизительно столько же времени, как и вспышки в обычной спектральной области.

Монография Гурзадяна (1980) содержит список 71 известной звезды типа UV Кита в окрестностях Солнца, в котором, правда, содержится некоторое число сомнительных случаев и объектов типа ВУ Дракона (раздел 3.7.1). Если такие объекты исключить, то все оставшиеся звезды таблицы относятся к спектральному классу dMe с заметной концентрацией к поздним подклассам. Все объекты лежат в пределах 20 пк от Солнца.

Рис. 106. Визуально наблюдавшаяся вспышка звезды UV Cet (самая яркая вспышка, по Осканяну, 1964)

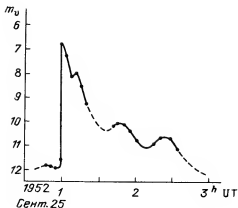
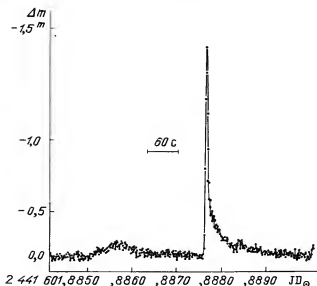


Рис. 107. Кривая блеска вспышки — "острия" ("spike") звезды UV Cet по фотоэлектрическим наблюдениям без фильтра; приблизительно за 3 мин до самой вспышки наблюдался так называемый "предшественник" (по Моффетту, 1974)



Подобный список содержится и в обзоре Кункеля (1975), в который по сложившейся традиции включены также некоторые звезды спектрального класса dMe, хотя и имеющие очень сильные балмеровские эмиссии, но не являющиеся вспыхивающими в прямом смысле.

**Эволюционное положение и модели.** По сравнению с близкими звездами типа UV Кита число известных флэш-звезд намного больше и составляет около 1000 объектов. По данным Аро (1968) интервал спектральных классов составляет K0–M6. А его важный результат, что флэш-звезды встречаются также среди звезд спектрального класса K, особенно в самых молодых скоплениях и Т-ассоциациях, подтвержден более поздними исследованиями. Отметим, что у таких звезд особенно часто намечается наложение переменности блеска типа RW Возничего. Положение флэш-звезд на диаграмме Гершпрунга — Рассела, если не учитывать отличий из-за малой

массы, принципиально сравнимо с положением эволюционно очень молодых звезд. Напротив, звезды типа UV Кита солнечных окрестностей имеют абсолютные величины, почти соответствующие их спектральным классам и лежат лишь немного выше нормальных звезд главной последовательности. Эти различия сегодня связывают с различиями возраста, точно так же, как и несколько отличающиеся положения разных (разного возраста) скоплений и Т-ассоциаций на диаграмме Герцшпрунга — Рассела. Эффекты возраста были уже довольно давно найдены в кинематике звезд поля спектрального класса dMe ("потенциальных", если и непосредственно неактивных вспыхивающих звезд) при сравнении со звездами солнечных окрестностей такого же спектрального класса, но без эмиссий. В то время как движение обычных красных карликов в основном не отличается от средних значений по всем близким звездам, для dMe-звезд общего поля наблюдают меньшую скорость по отношению к Солнцу, меньшее значение компоненты пространственной скорости в направлении, перпендикулярном к плоскости галактики, и меньшую дисперсию компонент скорости. На основе этого поведения делается заключение, что группа близких dMe-звезд в большей степени сохранила свою индивидуальность, чем совокупность нормальных М-карликов. Таким образом, первые следуют считать более молодыми звездами по сравнению со вторыми.

Привлекательную идею по поводу эволюционного состояния вспыхивающих звезд внес на обсуждение *Поведа* (1964). Он предположил, что эти объекты во время стадии сжатия перед главной последовательностью внутри могут быть еще полностью конвективными. Модельные расчеты показывают, что самый ранний спектральный класс, у которого это может иметь место, — это K1. Звезды при этом имеют класс светимости IV. Звезды очень малой массы ( $< 0.1 M_{\odot}$ ) даже вблизи главной последовательности могут быть полностью конвективными (спектральный класс M5 или позднее). Несмотря на свой высокий возраст ( $10^9$  лет), они очень мало продвинулись по пути эволюции, что выражается во вспышечной активности.

До сих пор довольно непонятным остается физический механизм, непосредственно отвечающий за вспышки. Только в обзорной монографии *Гершберга* (1970) перечислено и рассмотрено десять разных попыток объяснения; часть из них, правда, представляет теперь только исторический интерес. В большинстве интерпретаций играют роль магнитные поля, так, например, в гипотезе *Амбарцумяна*, который рассмотрел излучение релятивистских электронов, а также в гипотезе *Гурзадяна*, который рассматривает рассеяние фотонов на быстрых электронах для объяснения особенностей вспышечного излучения. В поисках причин вспышек оба предполагают наличие особой формы протозвездного вещества, время от времени попадающего из недр звезды на поверхность. Существование такого вещества само по себе уже является гипотетическим. *Гершберг* придерживается гипотезы, заимствованной из физики активного Солнца, согласно которой, правда, появляется не "горячее пятно" на поверхности, а область горячего ионизованного газа над атмосферой. Недавнее открытие магнитных полей порядка 2000 Э (усредненных по поверхности) у вспыхивающих звезд EQ Vir и AD Leo (*Саар* и *Линский*, 1985, использовался фурье-спектрометр с четырехметровым телескопом обсервато-

рии Китт-Пик) подтвердило аналогию с солнечной активностью. (См. в этой связи раздел 3.3.2 о причинах переменности блеска звезд типа Т Тельца.)

**Замечания к статистике.** В заключение хотим указать, что некоторые вспыхивающие звезды могут наблюдаться с маленькими телескопами: UV Cet, 13 – 7<sup>m</sup>; AD Leo, 9,5 – 9,0<sup>m</sup>; EV Lac, 11,5 – 9,5<sup>m</sup>. Конечно, слежение за этими звездами требует терпения, строго критического отношения и большого опыта, потому что действительно значительные вспышки бывают не так часто. Это обстоятельство, а также кратковременность вспышек являются причинами весьма малой вероятности открытия. Дело касается очень слабых звезд по абсолютной, а значит, в большинстве случаев и по видимой величине. Предположим, звезда только немного ярче, чем предельная звездная величина пластинки, экспонированной один час. Если во время экспозиции имела место, что совсем не обязательно, вспышка с амплитудой в одну звездную величину и продолжительностью в несколько минут, то мало надежды ее открыть. Если использовать большой телескоп, то можно уменьшить экспозицию снимков, но более маленькое поле снова уменьшает шансы сделать открытие. Наибольших успехов можно достичь с помощью многократных экспозиций областей скоплений или плотных Т-ассоциаций на одной пластинке. Близкие звезды типа UV Кита не удастся, конечно, выявлять таким образом, но для их поисков можно использовать нацеленное фотографическое или фотоэлектрическое слежение за звездами спектрального класса dMe, у которых вспышек еще не наблюдалось. Статистическая картина в общем пока остается с разных точек зрения запутанной и неудовлетворительной.

### 3.4. ГОРЯЧИЕ ПЕРЕМЕННЫЕ С ПРОТЯЖЕННЫМИ ОБОЛОЧКАМИ

В этом разделе мы хотим рассмотреть четыре группы переменных звезд, не обязательно космогонически связанных друг с другом, но, с другой стороны, их невозможно естественно объединить с переменными других типов. Рассматриваемые звезды характеризуются присутствием протяженных околозвездных оболочек.

#### 3.4.1. Переменные сверхгиганты типа S Золотой Рыбы

Название этого типа введено только в середине 70-х годов (Кукаркин и др., 1974). До этого такие объекты называли звездами типа Р Лебедя. Переименование вызвано тем, что явление типа Р Лебедя (эмиссионные линии с абсорбционными компонентами с их коротковолновой стороны) представляет собой спектральную особенность, встречающуюся и у многих других звезд. Характерным для звезд типа S Золотой Рыбы является наличие медленной нерегулярной переменности блеска с характерным временем, составляющим годы или даже десятилетия (рис. 108). Светимость звезд даже в состоянии покоя очень велика ("сверхсверхгиганты", с абсолютными величинами  $M \approx -8 \pm 2^m$ ), спектральные классы от В до F, показатели цвета соответствуют спектральным классам. Наблюдающиеся спектральные линии имеют профили типа Р Лебедя. Сама звезда Р Суг обсуждалась очень часто и подробно. Судя по всему, в промежу-

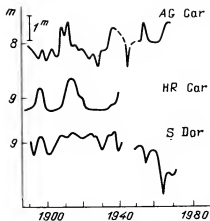


Рис. 108. Кривые блеска трех переменных типа S Золотой Рыбы, собранные из разных источников и несколько схематизированные (Шаров, 1975)

Рис. 109. Спектр звезды Р Суг (наверху) в сравнении со спектром нормального сверхгиганта спектрального класса В2 ( $\chi_2$  Ori). Из атласа Моргана, Кинана и Келлмана

ке времени 1597 – 1602 гг. она стала ярче на три звездные величины. Максимальный блеск  $3^m$  сохранялся несколько лет, после чего блеск упал до  $6^m$ . Второй максимум был, вероятно, в 1655 г. В течение следующих столетий звезда часто показывала колебания блеска небольшой амплитуды, а в настоящее время является довольно постоянной звездой около  $5^m$ . Ее спектральный класс – cB1req (“с” означает высокую светимость, “р” – пекулярность в спектре, “q” – абсорбционные линии, сдвинутые в синюю сторону; рис. 109).

В каталоге Кукаркина и др. (1974, 1976) содержится восемь таких звезд без двоеточия за знаком типа:

- AE And, HR Car,
- AF And,  $\eta$  Car,
- Z CMa, P Cyg,
- AG Car, S Dor.

Позднее из этого списка была исключена Z CMa; ее светимость слишком мала, чтобы принадлежать к этому типу переменных, звезду можно было бы причислить к Ae-звездам в туманностях (раздел 3.3.2).

Стоит заметить, что S Dor принадлежит Большому Магелланову Облаку. Абсолютная величина этой звезды  $M_v = -9,2^m$  – это самая яркая из известных звезд (за исключением, конечно, новых и сверхновых во время вспышек). Ее потеря массы из-за атомного превращения массы в излучение составляет в год около  $10^{20} T = \frac{1}{60} M_\odot = 5 \cdot 10^{-8} M_\odot$ . Звезд-

ды AE And и AF And являются членами туманности Андромеды M 31. Согласно спискам Шарова (1975) и Хэмфрис (1978), в этой галактике,



а также в галактиках М 33 и NGC 2403, еще около дюжины звезд можно рассматривать как довольно уверенных представителей этого типа, их называют также переменными *Хаббла – Сэндиджа*.

Как известно, профиль типа Р Лебеда у спектральных линий является результатом постоянного (по времени) стекания со звезды газовой оболочки, при этом абсорбционные линии образуются в частях оболочки, движущихся на наблюдателя. Анализ профилей линий у Р Суг, проведенный *Нугисом* и др. (1978), дает потерю массы около  $10^{-4} M_{\odot}$  в год. Если это необычайно высокое значение связано с причинами переменности блеска звезды, как предполагают *Стотерс* и *Чин* (1983) после обсуждения еще шести возможных причин переменности блеска, легко понять, почему так мало наблюдается таких объектов, несмотря на их столь высокую светимость. Чтобы не потерять слишком много массы, звездам необходимо очень быстро пройти эту стадию переменности. Но и без того звезды с такими большими массами ( $50 M_{\odot}$ ) очень редки.

Физические процессы, ведущие к возникновению сильного звездного ветра, в настоящее время известны недостаточно точно, так же как и причины переменности. Классическим случаем стала переменная звезда А в галактике М 33. *Хэмфрис* и др. (1986) описали ее загадочную переменность следующим образом: "В 1951 г. звезда была самой яркой звездой М 33, сверхгигантом спектрального класса F. Позднее блеск ее упал почти на четыре звездные величины и звезда покраснела. На недавно снятом спектре видны сильные полосы TiO, характерные для спектральных классов M5 и позднее. У звезды наблюдается сильный инфракрасный избыток, указывающий на присутствие околозвездной пылевой оболочки. Переменная является, вероятно, примером очень массивной звезды, находящейся у границы устойчивости своей атмосферы. Находится ли звезда в стадии перехода к красным сверхгигантам или полосы TiO возникают в выброшенной оболочке?" Для звезды же Р Суг *Ламерс* и др. (1983) предполагают противоположное – возвращение из области сверхмассивных красных сверхгигантов в область голубых сверхгигантов посредством сброса вещества, богатого водородом. Последний большой сброс такого рода, вероятно, произошел около 400 лет тому назад, а около 1600 г. (см. выше) излучение звезды стало просвечивать через оболочку, образовавшуюся ранее. Нерегулярная переменность блеска и наблюдавшийся в XVII в. красный цвет звезды (околозвездное поглощение) находят, таким образом, свое объяснение.

В этой связи укажем на работы *Ченцова*. Он занимался поиском объектов, находящихся в переходной области между постоянными звездами главной последовательности высокой светимости и сильно переменными звездами типа S Золотой Рыбы. На основе данных о светимости, профилях спектральных линий и слабой переменности блеска, звезда V 4029 Sgr спектрального класса B9eIa может быть одной из таких звезд (*Ченцов*, 1980). Похожие объекты (спектральные классы OBIae, амплитуды  $\approx 0.1^m$ ) были открыты также в Большом Магеллановом Облаке (*Сталь* и др., 1984; *Сталь*, 1986). Интересную статистическую работу провел *Медер* (1980), используя наблюдения в Женевской фотометрической системе. На основе 2420 наблюдений 327 сверхгигантов всех спектральных классов он показал, что локальный максимум распределения средних амплитуд микропе-

ременности со значением около  $0.07^m$  приходится на "нормальные" ранние сверхгиганты спектрального класса В (В1а) и что скорость потери массы у сверхгигантов спектральных классов В и А сильно возрастает с увеличением амплитуды.

На результаты статистики, очевидно, влияют малоамплитудные, нерадиально (раздел 2.3) пульсирующие сверхгиганты спектрального класса В (длина циклов — несколько суток, амплитуды  $\leq 0.05^m$ ). На эти, недавно выделенные в группу, переменные звезды указывали, например, *Перси* (1981) и *Ван Гендерен* (например, 1986). Эволюционная связь со звездами типа S Золотой Рыбы остается неясной. В качестве исторической детали вспомним, что еще *Гутник* и *Прагер* (1915) фотозлектрически установили слабую квазипериодическую переменность блеска Денеба ( $\alpha$  Cyg), сверхгиганта спектрального класса А — звезды, давшей имя этой группе.

Обсуждались также модели двойной звезды типа S Золотой Рыбы, в которых нестабильный аккреционный диск полностью или частично превращается в сферическую оболочку, отвечающую за потерю массы (*Майер* и *Майер-Гофмейстер*, 1981а). Будущее покажет, может ли быть подтверждением гипотезы двойственности важное открытие (*Сталь* и др., 1987), что звезда типа Р Лебедя R81 в Большом Магеллановом Облаке является тесной затменной звездой. Орбитальный период составляет  $74.59^d$ , амплитуда —  $0.4^m$  (в цвете V), предварительные параметры системы: общая масса  $35 M_{\odot}$ , радиус главной звезды около  $70 R_{\odot}$ , радиус орбиты также около  $70 R_{\odot}$ , общая светимость  $M_{bol} = -10^m$ . На основе этих данных система должна быть контактной, спектральный класс вторичной звезды пока неизвестен.

Необычной переменной является звезда  $\eta$  Car. Природа ее и стадия эволюции пока еще совершенно непонятны. По наблюдениям *Галлея* в 1677 г. на о. Св. Елены звезда имела блеск  $4^m$ , перед этим она была слабее; эти факты вначале остались без внимания. *Пейн-Гапошкина* (1957) дает сводку довольно плотных рядов наблюдений максимумов и минимумов, из которой видно, что в предельном случае звезда почти достигала блеска Сириуса. Во время этой яркой фазы болометрическая абсолютная величина составляла  $-13^m$ , в настоящее время звезда является самым интенсивным инфракрасным источником звездного неба.

Очень сложный спектр  $\eta$  Car с многочисленными эмиссиями исследовался в нескольких классических работах, например, *Теккереем* (1967), отождествившим особенно большое число линий FeII и NiII. В настоящее время звезда теряет массу со скоростью  $7.5 \cdot 10^{-2} M_{\odot}$  в год, так что через несколько десятилетий значительные части массы объекта получат скорость, достаточную для ухода. Энергия, затраченная на это, сравнима с энергией сверхновой. *Андриессе* и *Виотти* (1979) смогли показать, что в расширяющейся газовой оболочке звезды постоянно производится околозвездная пыль. Объект состоит из четырех компонентов, на расстоянии около  $0.2''$  друг от друга, с массой "главной" звезды около  $100 M_{\odot}$  (*Девидсон* и *Хэмфрис*, 1986). Он окружен иррегулярной эллипсоидальной плотной туманностью, так называемой туманностью Гомункулус, очевидно, влияющей на переменность блеска (*Теккерей*, 1953). Неясно, находится ли  $\eta$  Car на стадии эволюции до главной последовательности или после.

если такое подразделение вообще имеет смысл для столь массивных объектов.

Необходимо учитывать, что высокое давление излучения играет свою роль в поддержании процесса потери массы и что очень массивные звезды вообще являются нестабильными (например, *М. Шварцшильд* и *Херм.* 1959).

### 3.4.2. Звезды типа $\gamma$ Кассиопеи

Эти объекты, известные также как переменные Ве-звезды и звезды с оболочками, на диаграмме Герцшпрунга — Рессела лежат вблизи главной последовательности. В то время как у звезд типа S Золотой Рыбы, рассмотренных в предыдущем разделе, скорости частиц, покидающих поверхность в процессе потери массы, достаточны для скоростей ухода (вещество вытекает в межзвездное пространство), у звезд типа  $\gamma$  Кассиопеи это обычно не случается. Вещество накапливается в окрестностях фотосферы и образует газовый диск в экваториальной плоскости вокруг звезды (Ве-звезда) или оболочку, полностью ее обволакивающую (shell). Одна и та же звезда может переходить из одной формы в другую.

Переменность блеска этих объектов обычно мала, зарегистрировать с некоторой уверенностью ее амплитуду часто удается только фотозлектронически. Характерным является наличие длинных, плоских, нерегулярных волн продолжительностью приблизительно от 50 до нескольких сот суток с тенденцией к образованию минимумов. Самой активной переменной этого рода является, по-видимому, сама звезда  $\gamma$  Cas (амплитуда  $1.4^m$ ; рис. 110). Хорошо известна звезда BU Tau (Плейона, в скоплении Пляды), сюда же относятся X Per,  $\chi$  Oph,  $\varphi$  Per,  $\sigma$  And, EW Lac,  $\mu$  Cen. Чаще всего обнаруживаемый спектральный класс и класс светимости — BIVpe. Спектральные линии (серии Бальмера) показывают типичные

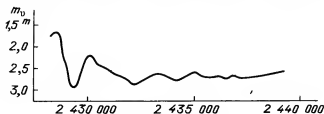


Рис. 110. Кривая блеска  $\gamma$  Cas

контуры (рис. 111), характеризующиеся эмиссионными линиями упоминавшегося диска или оболочки и очень широкими абсорбционными линиями быстро вращающейся центральной звезды. Эти контуры чаще всего переменны (рис. 112). Именно быстрое вращение, вследствие влияния центробежной силы, рассматривается как основная причина образования оболочки. Как у  $\gamma$  Cas, так и у BU Tau во время усиления фотометрической активности спектрально наблюдалось образование или усиление оболочки (Горбацкий, 1949; Меррилл, 1952). Следует обратить внимание на то, что сброс оболочки у Плейоны привел в последующие годы к ослаблению блеска звезды (Шаров и Лютый, 1976). Срепинский (1980) теоретически

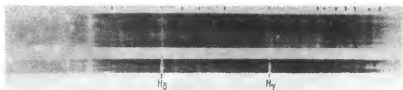


Рис. 111. Спектр звезды типа  $\gamma$  Кассиопеи  $\gamma$  Per (наверху) в сравнении со спектром сверхгиганта спектрального класса A2 ( $\alpha$  Cyg). Обратите внимание на сложную структуру линий водорода и присутствие эмиссий (отмечены черточками). Из спектрального атласа *Моргана, Кинана и Келлмана*

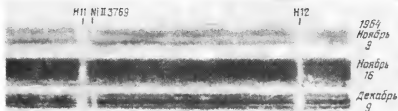


Рис. 112. Сверхбыстрые изменения профилей линий в спектре Be-звезды  $\zeta$  Tau (по *Андерхилл, 1966*)

оценил влияние изменений размеров газового диска Be-звезды на ее блеск. При этом он в основном менял внутренний радиус кольца. Его увеличение вначале приводит, из-за изменения степени видимости самой звезды, к увеличению, а позднее, из-за уменьшения площади кольца, к уменьшению блеска системы. При этом о физике процессов ничего не говорится.

*Шаров и Лютый* (см. выше) построили кривую блеска долговременного поведения Плейоны (рис. 113), которая, пусть с малой амплитудой, похожа на кривую блеска странной звезды XX Орh. Переменность блеска XX Орh, звезды спектрального класса Beqr, пока ни к какому известному типу приписать невозможно. Более или менее сохраняется ее яркий нормальный блеск, переменность представляет собой нерегулярно появляющиеся и нерегулярно протекающие ослабления блеска с амплитудой около одной звездной величины. Фазы ослабленного блеска могут длиться до года и больше. На рис. 114 показана обработанная *Прагером* (1940) кривая блеска, охватывающая наблюдения 1890 — 1940 гг. Позднее *Гапошкин* (1946) заметил, что за минимумом 1931 г. последовал интервал покоя продолжительностью 15 лет и что следующий минимум наступил только в 1946 г. Кривая блеска, построенная *Байером* (1977) по наблюдениям в последующие годы, кажется, тоже показывает несколько другой характер. Особенность спектра ("p") состоит, среди прочего, в том, что эмиссии ("e") линий железа наблюдаются такой чистоты, которую трудно получить даже в лабораторных условиях. По этой причине XX Орh называли "железной" звездой. Звезда сильно теряет массу ("q"), из-за чего ее иногда относят к звездам типа Р Лебедя (или S Золотой Рыбы). Но признаков очень высокой светимости не обнаружено (аналогия с Z Cma).

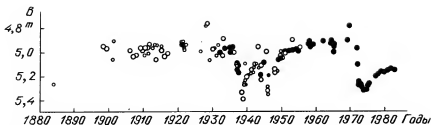


Рис. 113. Кривая блеска звезды типа  $\gamma$  Кассиопеи BU Тау, собранная из разных источников. Размер кружка зависит от веса измерения; черные кружки – фотоэлектрические измерения (Шаров и Лютый, 1976; дополнено по Холлу и др., 1982)

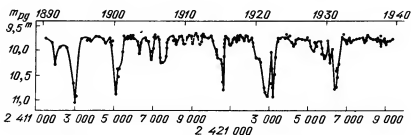


Рис. 114. Фотографическая кривая блеска XX Oph по Прагеру (1940)

В последнее время, особенно чешскими астрономами, поднят вопрос о возможной двойственности Ве-звезд. В этом случае наблюдаемые свойства объясняются эволюционно обусловленным обменом масс между компонентами (например, Харманек и Кржиж, 1975; Харманек, 1982 и многочисленные другие работы). С этим мы связываем и наблюдение у Ве-звезд жесткого рентгеновского излучения. Такое излучение объясняется наличием компактного спутника (белого карлика, нейтронной звезды) аналогично остальным рентгеновским двойным звездам (раздел 2.1.5) (Pannaпорт и Ван ден Хойвель, 1982). Модель X Per (см. также табл. 35), состоящую из Ве-звезды, нейтронной звезды и газового кольца, недавно построили, например, Аппарао и Тарафдар (1986), исходя из профилей линий  $H_{\alpha}$  и  $HeII$   $\lambda$  468.6 нм и рентгеновской энергии.

На описанные медленные изменения у Ве-звезд часто накладываются кратковременные изменения блеска, нередко с признаками периодичности (от 0.3 примерно до двух суток, амплитуда от нескольких сотых до более чем десятой доли звездной величины).

В подробном анализе Д. Бааде (1986) объясняет это явление нерадиальными пульсациями, которые вместе с долговременными атмосферными изменениями регулируют эпизодическую потерю массы, а тем самым и медленную переменность. Расчеты нерадиальных колебаний показывают, что их влияние на потерю массы максимально у звездного экватора. Автор категорически исключает тесные двойные звезды из своего рассмотрения и называет  $\gamma$  Cas и  $\alpha$  And классическими примерами возможной справедливости его модели. Вопрос, почему существуют быстро

вращающиеся В-звезды без эмиссий (Вп) и непременные Ве-звезды, возвращает нас в этой гипотезе к вопросу о причинах (и тем самым о присутствии или отсутствии) нерадиальных пульсаций; этот вопрос, как и в случае звезд типа  $\beta$  Цефея (раздел 2.3.1), остается открытым. Предположение о связи между звездами типов  $\gamma$  Кассиопеи и  $\beta$  Цефея тем более обосновано, что наблюдается их непосредственная близость на диаграмме *Герци-прунга — Рессела*. Напротив, *Балона* и *Энгельбрехт* (1986) называют звездные пятна в сочетании с вращением (см. раздел 3.7) причиной короткопериодической переменности. Авторы провели плотные ряды измерений нескольких Ве-звезд в скоплении NGC 3766 и указали, что средняя кривая блеска у всех хорошо исследованных объектов состоит из двойной волны (содержит по два максимума и минимума разной формы), что считается подтверждением гипотезы пятнистости. Астрофизические причины и у этой модели остаются невыясненными.

Звезда  $\gamma$  Cas освещает маленькую отражательную туманность. Принципиально это может иметь место и у других объектов такого рода, что увеличивает возможность смещения с эволюционно очень молодыми Ве/Ае-переменными (раздел 3.3.2), на что указывал еще *Хербиг* (1960).

### 3.4.3. Переменность ядер планетарных туманностей

Планетарные туманности являются светящимися газовыми образованиями, в большинстве случаев регулярной, часто сферической, формы и диаметром от нескольких десятков до нескольких сотен астрономических единиц. При наблюдении в телескоп они иногда напоминают планетные диски.

О характере переменности в настоящее время невозможно сказать почти ничего обобщающего. Известно всего несколько хорошо изученных объектов. При рассмотрении списков, содержащих планетарные туманности, имеющие также обозначения как переменные звезды, вначале создается противоположное впечатление. Например, в списке *Акер* и *Марку* (1977) содержится 26 окончательно обозначенных и 6 вероятных переменных. Но при более внимательном анализе выясняется, что в ряде случаев налицо неправильное отождествление объектов, и немало переменных с очень характерным спектром (Ме-звезды типа Миры Кита, звезды типа Z Андромеды и др.) ошибочно отнесены к планетарным туманностям. К такому заключению независимо пришел *Бонд* (1976). Ярким примером неправильной (в спектральном отношении) классификации планетарной туманности может служить объект V 976 Aql, для которого *Гесснер* (1982) недавно подтвердила принадлежность к нормальным звездам типа Миры Кита с периодом около года.

Следующие ниже случаи казались достаточно надежными, судя по ОКПЗ и трем дополнениям к нему (*Кукаркин* и др., 1969, 1971, 1974, 1976):

АЕ Aга, V 1016 Cyg, V 1329 Cyg, FG Sgc, V 2416 Sgr.

Некоторые авторы в последнее время сюда относили еще HM Sgc, которую *Чатти* и др. (1978), *Квок* и *Пэртон* (1979), а также *Балаж* (1980) считают находящийся в процессе образования очень молодой планетарной туман-

ностью. Переменность ее блеска в 1975 г. была открыта *Докучаевой* (1976) и подробнее исследована *Венцелем* (1976) и другими. В 1975 – 1976 гг. объект претерпел вспышку на  $6^m$  за время в несколько сотен суток, перешедшую непосредственно в постепенный спад блеска. Кривая блеска (рис. 115) в области максимума вначале совершенно напоминает очень молодые звезды типа FU Ориона (раздел 3.3.2), и только спектр с эмиссионными линиями выявляет родство с планетарными туманностями. *Квок* и *Пэртон* (см. выше) склоняются к объяснению неожиданного появления ударной волны. Она возникает, когда у красного гиганта, считающегося звездой-прародителем, из-за постепенной потери массы обнажается горячее ядро. Теряемое вещество создает газопылевую оболочку, на которую ударный фронт оказывает ионизирующее действие и возбуждает свечение.

Внешне похожие вспышки показывали, кстати, и другие звезды: в 1918–1920 гг. – странный объект V 605 Aql, который из-за недостатка водорода раньше относили к объектам типа R Северной Короны (раздел 3.5) и который является ядром планетарной туманности A 58 (см., например, *Зайтгер*, 1985 и 1987), около 1964 г. – объекты V 1016 Cyg и V 1329 Cyg и в 1913 и в 1931 гг. – мало исследованный объект AE Aa. Три последние переменные, так же как HM Sge и V 2416 Sgr, с недавних пор относят к симбиотическим звездам (раздел 3.1.6) или, по крайней мере, считают родственными им объектами. Генетические связи между этими объектами и планетарными туманностями, хотя их много обсуждают, в настоящее время остаются невыясненными.

Таким образом, из предыдущего маленького списка остается в качестве бесспорного случая только FG Sge. Правда, по своему поведению это объект беспримерной странности. Переменность открыта в 1943 г. *Гоффмейстером*, считавшим объект звездой. Он является центральной областью планетарной туманности, это независимо открыл *Хенайз* (1961). Особенность объекта, как впервые указал *Рихтер* (1960), состоит в том, что он с 1890 г., начала фотографических наблюдений, приблизительно до 1967 г. постоянно становился ярче (рис. 116). Увеличение блеска составляло 0.5 звездной величины за каждые 10 лет, т.е. всего почти  $4^m$  по сравнению с исходной звездной величиной, составлявшей около  $13.2^m$  (pg). В полосе В объект достиг максимального блеска в 1967 г., в U – уже в 1962 г., а в V – только около 1970 г. Причину этого отличия от существовавшего до сих пор хода фотометрического поведения необходимо искать в больших спектральных изменениях: спектр вначале состоял из континуума с абсорбционными линиями, первых членов балмеровской серии водорода и переменного спектра оболочки, выброшенной звездой. С прогрессирующим изменением светимости и показателей цвета имело место изменение спектрального класса: в 1955.8 – B4I, в 1967.5 – A5Ia, в 1972.6 – F5Iр. в 1975.5 г. – G2 (из работы *Уитни*, 1978, где даны конкретные литературные ссылки). Как эмиссии, так и признаки расширения исчезли. Около 1967 г. появились линии однократно ионизованных редкоземельных элементов, интенсивность которых к 1972 г. сильно увеличилась (до 25-кратного солнечного содержания).

Общее представление о "вековом" поведении FG Sge как "объекта для проверки звездной эволюции" дают *Виттманн* (1974) и *Крафт* (1974);

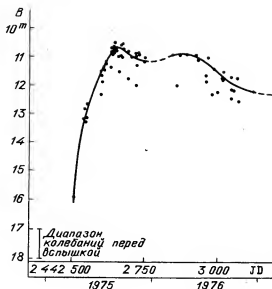
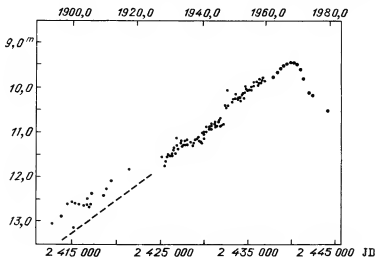


Рис. 115. Вспышка HM Sge в синей части спектра (по Чатли и др., 1978). Рассеяние точек в основном инструментального происхождения

Рис. 116. "Вековое" увеличение блеска FG Sge. До 1920 г. — отдельные фотографические измерения, позднее — усредненные фотографические значения, после 1960 г. — усредненные за год фотоэлектрические измерения в полосе В. Штриховая линия — средний ход кривой после внесения поправки на влияние спутника. По Рихтеру (1960), а также по Висцелю и Фюртгу (1967); дополнено другими зониеберскими измерениями и данными Архиповой и др. (например, 1986)



последний сравнивает его роль с ролью так называемого Розетского камня для расшифровки иероглифов. Предполагается, что этот объект находится в фазе слоевого источника: при прогрессирующей эволюции освобождение ядерной энергии происходит не в центре звезды, а в тонком слое вокруг ядра, в котором  ${}^{34}\text{Ne}$  превращаются в  ${}^{12}\text{C}$  и который продвигается к поверхности. При этом к определенному моменту развития образуется неустойчивость, ведущая к резкому увеличению температуры и светимости и к возникновению конвективного слоя, достигающего внешних областей звезды, еще богатых водородом. Из-за этого происходит перемешива-



ние  $^{12}\text{C}$  с протонами, затем образуется  $^{13}\text{C}$  и далее, из-за соединения с  $\alpha$ -частицами при потере нейтронов, образование ядер  $^{16}\text{O}$ . Нейтроны в так называемом s-процессе (s — первая буква слова slow — медленный захват нейтронов) используются для образования тяжелых элементов группы железа (Fe, Ni и др.) и, как выяснилось в последнее время, усиленного образования редких земель (Каули и др., 1985).

Предложенная гипотеза довольно хорошо объясняет как образование планетарной туманности в несколько этапов, так и аномальный химический состав и путь на диаграмме Герцшпрунга — Рассела, связанный с изменением светимости. Исходной является звезда немногих масс Солнца. Однако другие группы теоретиков, как, например, Скало (1980) в обзоре о процессах перемешивания в красных гигантах, считают этот объект совершенно нетипичным.

На описанное сильное увеличение блеска у FG Sge среди других эффектов накладываются волны с амплитудой до нескольких десятых звездной величины. На это впервые обратили внимание Венцель и Фюртиг (1967), основываясь на больших рядах фотозлектрических наблюдений. Позже на основе новых наблюдений этих и других авторов оказалось, что длина цикла этих волн довольно равномерно увеличивалась с 15 суток в 1962 г. до 108 суток в 1979 г. (Юрчик и Сабодош, 1979). Увеличение связывается с расширением пульсирующей атмосферы. Более детальный анализ кривых блеска и лучевой скорости показал, что физические условия скорее напоминают условия в звездах Миры Кита, чем в классических звездах типа  $\delta$  Цефея, и что в 1978 г. радиус пульсирующей "поверхности" составил около 200 радиусов Солнца (Майор и Акер, 1980; см. также Уитни, 1978).

Далее, в указанных рядах фотозлектрических измерений FG Sge обнаруживаются быстрые малоамплитудные изменения (характерное время — часы, амплитуда менее  $0,1^m$ ). Разными авторами сообщалось о подобной переменности некоторых других центральных звезд планетарных туманностей. Согласно данным, собранным Стотерсом (1977), были установлены даже секундные колебания порядка  $0,01^m$  (Алексеев, 1973). Но только благодаря выполненным Грауером и Бондом (1984) наблюдениям DS Dra, центральной звезды планетарной туманности K1-16, стало, по-видимому, несомненным наличие пульсаций очень малой амплитуды ( $0,02^m$ ,  $P = 28,3$  мин). Открыватели считают этот объект, а его температура оценивается больше  $8 \cdot 10^4$  К, близким к нерадиально пульсирующей звезде GW Vir, рассмотренной в разделе 2.3.2. Достоин также особого упоминания "звездный ветер", исходящий из DS Dra со скоростью до 8500 км/с (Калер и Фейбелман, 1984). При расчете модели Стотерс (см. выше) делает попытку объяснить пульсации такого рода каппа-механизмом (раздел 2.1.2), действующим в областях ионизации элементов CNO. При этом он исходит из представления о звезде на поздней стадии эволюции, внешние слои которой (как это было описано для FG Sge) сбрасываются и превращаются в планетарную туманность, в результате чего остается объект высокой светимости и относительно малой массы ( $1 M_{\odot}$ ). Но как наблюдательные, так и теоретические основы развиты слишком слабо, чтобы дальше проследить это явление.

Еще одним странным случаем, напоминающим поведение некоторых очень молодых переменных (раздел 3.3.2), является V 651 Mon, центральный объект раздвоенной (биполярной) планетарной туманности NGC 2346. Он представляет собой двойную систему, состоящую из звезды главной последовательности спектрального класса A5 и субкарлика спектрального класса O, имеющую орбитальный период  $15,995^d$  (Мендес и Нимела, 1981). С декабря 1981 г. система показывает циклические изменения с периодом около 16 суток и амплитудой более двух звездных величин (Когоутек, 1982; Марино и Вильямс, 1983). В предшествовавшие годы у нее не наблюдалось сколь-либо заметной переменности, что прослеживается по снимкам Гарвардской и Зоннебергской обсерваторий вплоть до 1899 г., как показано Шефером (1983) и Луггартом (1983). Мендес и др. (1982), так же как Шефер (1985) и другие авторы, приняли в качестве предварительной гипотезы затмение звезды проходящим перед ней пылевым облаком. Согласно Ясневичу и Акер (1986), облако должно быть составной частью "клочковатой" оболочки, выброшенной в 1981 – 1982 гг. компонентом sdO на орбиту звезды спектрального класса A, которая, таким образом, при каждом обороте пересекает поглощающие области; слабые изменения периода колебаний блеска связаны с собственным движением облака. Был предсказан его быстрый распад. Возникновение и развитие планетарной туманности, впрочем, не являющиеся предметом нашего рассмотрения, таким образом, не обязательно должны быть связаны с одиночной звездой, а могут происходить и у двойной звезды. Кроме V 651 Mon в NGC 2346 и некоторого числа спектральных двойных звезд, о переменности блеска которых ничего нельзя сказать, до сих пор известны две затменные звезды и несколько других объектов, переменность которых объясняется эффектом отражения (раздел 4.1.4). Под двумя затменными имеются в виду описанные Бондом (1978, 1980) удивительно похожие друг на друга системы V 477 Lyr (центральная звезда планетарной туманности Abell 46, орбитальный период  $0,472^d$ ) и UUSge (Abell 63,  $0,465^d$ , компоненты sdO и dK). Среди других можно, например, назвать LSS 2018 (центральная звезда туманности DS 1, орбитальный период  $0,357^d$ , амплитуда в лучах V составляет  $0,6^m$ ), которой ее открыватель Дриллинг посвятил много работ (например, 1985, с указанием сходных случаев; см. также Ландольт и Дриллинг, 1986).

Наконец, Мендес и др. (1983) и Ясневич (1986) сообщили об обнаружении колебаний блеска центральной звезды планетарной туманности IC 418, по-видимому, нерегулярных (амплитуда около  $0,1^m$ , характерное время 0,1–2 суток). Является ли эта переменность родственной описанным вековым колебаниям уникальной переменной звезды FG Sge или ее происхождение также связано с тесной двойственностью, остается пока неясным.

Подводя итоги, скажем, что на основе современных знаний переменность центральных звезд планетарных туманностей можно приписать следующим причинам.

1. Сбрасывание оболочек вследствие быстрых эволюционных процессов.
2. Пульсации разного происхождения.

3. Эффекты поглощения света конденсированными пылевыми облаками.

4. Затмения, эффекты отражения и другие физические эффекты (?) в тесных двойных системах.

Это очень молодая область исследований, в любое время можно ожидать результатов.

### 3.4.4. Переменность звезд типа Вольфа – Райе

Классические звезды типа Вольфа – Райе (WR) являются объектами высокой светимости и поверхностной температуры, окруженными газовыми оболочками, расширяющимися с высокими скоростями. Различают звезды типов WC (с эмиссиями углерода CII – CIV) и WN (с эмиссиями азота NIII – NV); в каждой группе имеются более тонкие подразделения.

На основе каталога Хута (1987) мы делаем заключение, что 23 классические звезды WR (табл. 40) из списка Ван дер Хухта и др. (1981), содержащего всего 159 объектов, являются обозначенными переменными звездами. Кроме того, 8 звезд являются заподозренными переменными (Каталог NSV Холопова и др., 1982), на них мы сейчас останавливаться не будем. Из 23 переменных звезд по меньшей мере 7 являются затменными двойными системами, например V444 Cyg и CV Ser. Очень заметные минимумы блеска наблюдались также у звезды V4072 Sgr в 1909 и 1980 гг. (продолжительность 30 – 40 суток, амплитуда  $\geq 1^m$  в области rg, без изменения цвета), а у V1687 Cyg наблюдались две вспышки в инфракрасной области ( $> 1^m$ ). Наблюдаемые явления в первом случае связывают с затмением звезды темным телом радиусом в несколько сотен солнечных радиусов (Мэсси и др., 1984), во втором случае – с влиянием выброшенных пылевых облаков, имеющих температуру около 800 К и, возможно, высокую концентрацию частиц железа (Хаквелл и др., 1979).

Другие переменные типа WR обычно имеют амплитуды блеска  $\leq 0,1^m$ , уверенно обнаруживаемые только фотозлектрически; характерное время чаще всего составляет часы или сутки. Часто обнаруживается, что наблюдаемые колебания имеют место только в области отдельных эмиссионных линий. Большую наблюдательную работу в этой области, отразившуюся в многочисленных публикациях, провели Моффат с сотрудниками и Черепашук с сотрудниками. В статистической работе Моффат и Шара (1986) проверили на переменность почти все северные звезды типа Вольфа – Райе ярче  $11,5^m$  в синей области спектра и нашли, что из 18 исследованных объектов 50 % являются переменными с амплитудами  $\geq 0,02^m$ . Контрольное сравнение с использованием 50 "нормальных" звезд дало 30 % переменных звезд, эта величина не намного меньше, но отличие, вероятно, реально.

В вопросе о характере переменности блеска, о периодичности или иррегулярности и тем более о длине возможных периодов господствует пока неопределенность. Моффат (например, 1982) вообще считает присутствие невидимого тесного компактного спутника (нейтронной звезды) и его движение по орбите, а также потоки вещества ответственными за периодические колебания в линиях и континууме. Нейтронная звезда

Таблица 40

## Переменные звезды Вольфа – Райе

Номер (Ван дер Хухт)	Переменная	Номер (Ван дер Хухт)	Переменная
6	EZ CMa	128	QT Sge
11	$\gamma^2$ Vel	133	V1676 Cyg
16	V396 Car	134	V1769 Cyg
17	NSV 4768	135	V1042 Cyg
21	V398 Car	136	V1770 Cyg
22	NSV 4939	137	V1679 Cyg
23	NSV 4943	138	NSV 12979
33	NSV 5050	139	V444 Cyg
40	V 385 Car	140	V1687 Cyg
48	$\theta$ Mus	141	NSV 13040
71	NSV 7395	148	V1696 Cyg
78	V919 Sco	151	CX Cep
102	V3893 Sgr	153	GP Cep
103	V4072 Sgr	155	CQ Cep
113	CV Ser	157	NSV 14472
124	QR Sge		

возникает в результате того, что первоначально более тяжелая из двух звезд вспыхивает как сверхновая; из-за быстрой эволюции она теряет массу в пользу второй звезды и в дальнейшем коллапсирует. Вторая звезда, со своей стороны, становится звездой типа Вольфа – Райе. Этот известный и описанный во многих работах теоретический путь развития массивных тесных двойных звезд подтверждает проведенная *Моффатом* интерпретация наблюдений. Тем не менее *Врѐ* (1985) подверг эти представления сомнению и принял гипотезу нерадиальных пульсаций одиночной звезды. *Врѐ* особо указывает на возможность кажущихся периодов (раздел 2.1.3), но соглашается, что механизмы возбуждения колебаний, присущих звездам типа  $\beta$  Цефея (раздел 2.3.1), еще мало исследованы. Упомянутые выше гипотетические компактные спутники не идентичны, конечно, компонентам спектрального класса O в фотометрических или спектральных двойных звездах Вольфа – Райе. Согласно *Моффату*, возможны даже тройные системы.

## 3.5. ЗВЕЗДЫ ТИПА R СЕВЕРНОЙ КОРОНЫ

**Кривая блеска, положение на диаграмме Герцшпрунга – Рассела.** Это очень маленькая группа переменных звезд. Переменность блеска ее прототипа, R CrB, является очень характерной, светимость – довольно высокой. Звезда имеет яркий нормальный блеск, прерывающийся глубокими минимумами с очень нерегулярным ходом кривой блеска. Встречаются как непродолжительные, длительностью в несколько недель, ослабления блеска, так и минимумы блеска, сохраняющиеся несколько лет. В последнем случае минимумы прерываются поярчениями, при которых звезда не совсем достигает нормального блеска. Очень показательную,

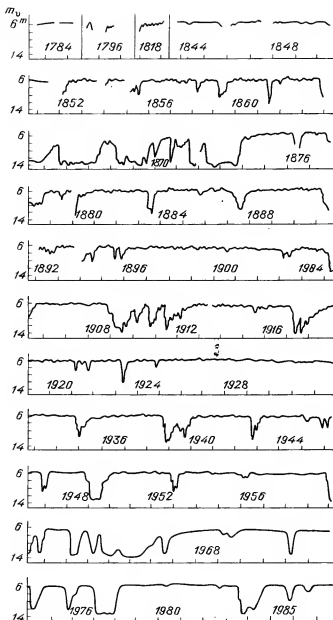


Рис. 117. Визуальная кривая блеска R CrB за 1784–1987 гг. Кривая составлена на основе наблюдений многих авторов. До 1956 г. данные собраны Мейолл (1960) и Жилевым и др. (1978), с 1957 г. — авторами этой книги по наблюдениям группы АКВ

слегка схематизированную кривую блеска R CrB с 1844 года привели Жилев и др. (1978) в подробной работе об этой звезде (рис. 117). Ранее Мейолл (1960) опубликовала подобную кривую на основе многолетних интенсивных визуальных наблюдений звезды членами Американской ассоциации наблюдателей переменных звезд (AAVSO). В визуальной области амплитуда переменности R CrB достигает  $9^m$  ( $5,8 - 14,8^m$ ). Ослабление на 6 – 7 звездных величин продолжается иногда 30 – 35 суток, подъем чаще всего протекает медленно, особенно в верхней части кривой.

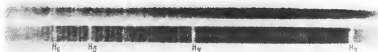


Рис. 118. Спектр звезды типа R Северной Короны SU Tau (наверху) в сравнении с нормальным сверхгигантом спектрального класса I-5 ( $\alpha$  Per). Обратите внимание на полное отсутствие линий водорода в спектре SU Tau; линии металлов у обеих звезд сравнимы. Из спектрального атласа Моргана, Кинана и Келлмана

Для всех спектрально исследованных звезд этого типа переменности был установлен недостаток водорода и избыток углерода (рис. 118). Эти свойства рекомендуется использовать в качестве критерия для отождествления таких объектов. В таком случае легче отбраковать неправильно классифицированные переменные звезды, и как раз те, которые при последующем точном исследовании и без того оказались бы принадлежащими к другим хорошо известным группам. Фист (1975) считает 17 объектов уверенными членами данного типа переменных звезд. В своем списке звезд высокой светимости с недостатком водорода Байделман (1979) перечисляет 21 сильно переменную, богатую углеродом звезду. Вероятно, все они, за исключением пекулярного случая V605 Aql (см. раз-

Таблица 41

Звезды типа R Северной Короны

S Aps	WX CrA	SV Sgr
U Aql	R CrB	RY Sgr
(V605 Aql)	V482 Cyg	VZ Sgr
XX Cam	W Men	GU Sgr
UV Cas	Y Mus	LR Sco
UW Cen	RT Nor	SU Tau
V CrA	RZ Nor	RS Tel

дел 3.4.3), относятся к звездам типа R Северной Короны (табл. 41). Уже давно на основе статистического анализа кривой блеска звезды R CrB Стерн (1934) заметил, что минимумы блеска следуют друг за другом в "идеально нерегулярной" последовательности.

У некоторых звезд типа R Северной Короны замечено наложение на описанную переменность квазипериодических колебаний. Они наиболее четко наблюдались у звезды RY Sgr, у которой блеск, цвет и лучевая ско-

рость меняются со средним периодом  $38,6^d$  и амплитудой до  $1,5$  звездной величины в минимуме основной переменности блеска (Александр и др., 1972). Такими же объектами являются S Aps ( $P \approx 113^d$ ) и UW Cen ( $43,4^d$ ) (Килкенни и Фленеген, 1983). Эти колебания приписываются пульсациям, сходным, согласно расчетам моделей, с колебаниями пульсирующих звезд населения II типа (раздел 2.1.2).

Спектральные классы и классы светимости звезд типа R Северной Короны (поздние F-сверхгиганты) тоже хорошо согласуются, все надежно определенные абсолютные величины лежат у значения  $M_v = -4 \pm 1^m$ . Недавно были обнаружены слабые пульсации также у бедных водородом гелиевых звезд, не показывающих переменности типа R Северной Короны. Хорошо исследованной звездой является V652 Her, с периодом  $0,1079950^d$  и амплитудой в области V около  $0,07^m$ . Основные параметры звезды:  $M_v = -0,3^m$ ,  $R = 1,6 R_\odot$ ,  $T_{\text{eff}} = 25500$  K, спектральный класс B1, масса  $M = 0,9 M_\odot$ . Сайо (1986) отмечает, что такие звезды являются стабильными по отношению к радиальным пульсациям и поэтому здесь могли бы иметь место нерадиальные колебания, как у звезд типа  $\beta$  Цефея. Механизм возбуждения колебаний в обоих случаях еще неясен (раздел 2.3.1). Хилл и др. (1981), получившие приведенные выше данные, указывают на необходимость исследования других подобных объектов для установления возможных эволюционных связей с объектами типа R Северной Короны. То же самое справедливо для объектов типа гелиевой звезды RV Tel, являющейся горячим сверхгигантом с  $M_v = -4,5^m$  и слабо меняющей свой блеск ( $\approx 0,05^m$ ) на протяжении интервалов времени порядка суток или лет (Уокер и Шёнбернер, 1981; Уокер и Килкенни, 1980).

В заключение заметим, что обсуждаемая в этой главе нерегулярная переменность блеска в комбинации с дефицитом водорода и/или избытком углерода встречается и у горячих звезд. Примерами являются MV Sgr (гелиевая звезда) и V348 Sgr.

Модель, стадия эволюции. Еще в тридцатые годы Лорета (1934) и О'Киф (1939) предложили гипотезу, согласно которой минимум блеска звезд типа R Северной Короны происходят из-за затмения звезды облаком (углеродных) частиц. Это представление и сегодня рассматривается как наиболее приемлемое, особенно после того, как было обнаружено, что пекулярность спектра вызвана действительной аномалией содержания химических элементов. Важной характерной особенностью этих переменных являются инфракрасные избытки. Они наблюдались Стейном и сотрудиниками, Ли, Фистом, Глассом и другими наблюдателями и являются, очевидно, проявлением теплового излучения (неоднородной) околозвездной пылевой оболочки, существующей не только во время минимумов блеска.

Иногда высказывались предположения, что пачало ослабления блеска, т.е. конденсации облаков, регулируется пульсацией звезды, например, таким образом, что минимумы всегда начинаются при одной и той же фазе пульсации (Пугач, 1977; Гончарова и др., 1983). Проведенный Перси и др. (1987) подробный анализ 65 ослаблений блеска R CrB пока еще не подтверждает этого предположения, хотя оно и является правдоподобным. Причина может заключаться в том, что период пульсаций соблюдается недостаточно строго, или в том, что конденсация возбуждается как

раз в моменты нарушения пульсационной переменности. Ясность в этот вопрос могут внести многолетние ряды фотоэлектрических измерений.

Спектральные изменения во время минимума являются сложными и трудно понимаемыми. Во время спада блеска особенно характерным является обращение абсорбционного линейчатого спектра в хромосфероподобный эмиссионный спектр с теми же самыми линиями (например, *Хербиг*, 1958а; *Пейн-Гапошкина*, 1963; *Александр* и др., 1972). *Фист* (1975), являющийся одним из самых известных специалистов в этой области, считает, что в направлении на наблюдателя происходит такой выброс облака частиц, что из-за затмения значительных частей фотосферы возникает хромосферный спектр, как при солнечном затмении. В случае уже упомянутого граничного случая V348 Sgr, *Дахари* и *Остерброк* (1984) предполагают наличие очень протяженной хромосферы у основания внешней газовой оболочки, напоминающей планетарную туманность, и эффективных пылевых облаков над этой хромосферой. Напротив, *Креловский* (1975) описывает модель выброшенной звездой сферически-симметричной газовой оболочки, в которой конденсируется пыль. *Мелик-Алавердян* (1986) оценивает физические условия, которые преобладают при конденсации частиц углерода вследствие охлаждения вытекающего наружу вещества.

Несмотря на определенные теоретические результаты, уверенных представлений об эволюционной стадии переменных типа R Северной Короны пока нет. Правда, расчеты моделей *Тримбл* (1972), рассматривающей пульсирующую гелиевую звезду высокой светимости и малой массы ( $1 - 2 M_{\odot}$ ), привели к идее, что, например, RY Sgr может представлять собой родственный пульсирующим звездам типа W Девы объект старого населения диска, находящийся на поздней стадии эволюции. Были найдены и неустойчивости, которые могут привести к выбросу вещества. Несмотря на это, остаются сомнения, тем более, что *Бирман* и *Киппенхан* (1971) нашли, что пульсации в их моделях звезд типа R Северной Короны скорее напоминают пульсации звезд типа Миры Кита. Наблюдаемые систематические изменения периодов (на них, по-видимому, первым указал *Пугач*, 1977) лежат между  $-0,19^d$  (S Aps) и  $+0,003^d$  (UW Cen) за цикл (*Килкенни* и *Фленеген*, 1983). Эти авторы (см. также *Килкенни*, 1982) попробовали интерпретировать их посредством рассмотрения эволюционных треков *Шёнбернера* (например, 1977) для далеко проэволюционировавших звезд с компактным C/O-ядром и гелиевой поверхностью. Ситуация является столь же неудовлетворительной, как и при попытке интерпретации систематических изменений периода у переменных типа RR Лиры (раздел 2.1.3). Модели *Шёнбернера* также не являются бесспорными. Краткий обзор работ, проведенных за последние два десятилетия в области "экстремальных гелиевых звезд", дает *Линас-Грей* (1981).

Многие авторы указывают на связь между звездами типа R Северной Короны и планетарными туманностями, звездами типа Вольфа – Райе и новыми.



### 3.6. ИСТОЧНИКИ ВСПЛЕСКОВ ГАММА-ИЗЛУЧЕНИЯ

О поисках оптических "двойников" так называемых гамма-всплесков (или, точнее – источников всплесков гамма-излучения) говорилось в астрономической литературе последних лет столь часто, что мы считаем необходимым хотя бы коротко остановиться на этом вопросе.

Космические всплески гамма-излучения в области длин волн  $10^{-3} - 10^{-2}$  нм (что соответствует энергии кванта света около 0,1 – 1 мэВ) впервые были зарегистрированы в 1967 г. приемниками спутников системы "Вела" и позднее во все возрастающем количестве наблюдались и с борта других космических кораблей, например, серии "Прогноз" и "Венера". Из-за ненаправленности детекторов местоположение источника оценивается на основе разности времен регистрации сигнала разными, по возможности удачно расположенными в пространстве и максимально удаленными друг от друга спутниками. В случае наблюдения источника только двумя спутниками разность моментов, понимаемая как разность времен пробега сигнала до обоих приемников, определяет на сфере кольцо, на котором должен располагаться источник. Ширина кольца определяется неопределенностью в измерении момента прихода сигнала. При участии более чем двух спутников искомое положение источника определяется точнее – как место пересечения с другими кольцами. В результате получается "область ошибок" ("error box"), в которой можно предпринять поиски оптического "двойника" источника. Этот метод "работает", конечно, только потому, что всплески или, по крайней мере, их характерные детали представляют собой очень кратковременные события в интервале от  $10^{-3}$  с до нескольких секунд.

*Клебсадель* и др. (1982) опубликовали первый каталог 111 источников гамма-всплесков, подтвержденных до 13 июня 1979 г. В подготовке этого каталога принимали участие 14 научных сотрудников четырех авторитетных институтов космических исследований, а именно: Национальной лаборатории в Лос Аламосе (США), Годдардского центра космических полетов (США), Центра исследования космического излучения (Франция) и Института космических исследований (СССР). Число вновь открытых источников все время увеличивается. Новые списки можно найти у *Шефера* и *Клайна* (1985); много информации еще не опубликовано.

Поиски оптических (т.е. зарегистрированных фотографических) "двойников" гамма-всплесков были до сих пор не слишком успешными, хотя их систематически проводили в фототеках, например, Гарвардской обсерватории, обсерваторий в Онджейове и Зоннеберге, институтов Советского Союза (правда, поиски не всегда были одинаково интенсивными). Отождествление всплеска 5 марта 1979 г. с остатком сверхновой N 49 в Большом Магеллановом Облаке (например, *Клайн* и др., 1982) не является бесспорным (*Педрерсен* и др., 1983).

Много писали о звездообразном изображении, впервые обнаруженном *Шефером* (1981) в прямоугольнике ошибок гамма-всплеска 19 ноября 1978 г., GB 781119, в результате систематических поисков на Гарвардских пластинках. Снимок является четвертым из шести, снятых с 45-минутной экспозицией 17 ноября 1928 г. Если "оптический" всплеск длился, аналогично гамма-всплеску, только одну секунду (это гипотеза), то найден-

ный *Шефером* объект в момент вспышки имел величину  $m_{pg} \approx 3^m$ . На ПЗС-снимках (раздел 8.1.2) с высоким разрешением на месте объекта находятся по крайней мере три звезды около  $24^m$ . Согласно *Педерсену* и др. (1983) и *Шеферу* и *Брадту* (1982), все три звезды могут быть переменными. Опытные исследователи фотографических пластинок указывают на возможность существования на пластинке звездобразного дефекта. Такая возможность подтверждается лабораторными исследованиями пластинок, засвеченных диффузным светом (см. *Грайнер* и др., 1987). Таким образом, реальность обнаруженной *Шефером* вспышки с амплитудой около  $21^m$  не свободна от сомнений. Это справедливо и для "объектов", найденных на пластинках Зоннебергской и Онджейховской обсерваторий (см. обзоры и дополнительные литературные ссылки в работе, например, *Грайнера* и др., 1987 и *Худека* и др., 1986). Некоторого внимания заслуживает лишь объект с  $\alpha = 18^h09,5^m$ ,  $\delta = +31^\circ23'$  (1950,0), видимый на трех из 1733 просмотренных пластинок Зоннебергского архива (*Худек*, 1986). Но специалисты по изучению гамма-излучения указывают на расхождение координат, составляющее  $6,5'$  по отношению к наиболее вероятному местоположению источника 25 марта 1979 г. GB 790325 В, и со своей стороны сомневаются в правильности отождествления.

О странных наблюдениях, связываемых иногда с источниками гамма-всплесков, сообщают в нескольких работах *Кац* и др. (например, 1986). Имеются в виду наблюдаемые визуально мгновенно вспыхивающие "звезды" (продолжительность вспышек  $\leq 1,5$  с,  $m_v = +4 \div -1^m$ ) с заметной концентрацией в созвездии Персея у  $\alpha = 3^h10,6^m$ ,  $\delta = +32^\circ03'$ . С июля 1984 г. по июль 1985 г. замечено 24 вспышки этой так называемой "ламп-вспышки Персея", первая вспышка замечена 13 августа 1983 г. Целая группа любителей астрономии из 12 разных мест Канады приняла участие в координированных наблюдениях, за этим последовали более случайные наблюдения. Но ни в одном случае нет подтверждения в виде наличия изображения хотя бы на двух независимых фотографических снимках. При этом расстояние между фотографическими камерами должно быть достаточным, чтобы установить отсутствие параллакса и тем самым исключить происхождение явления в околоземном пространстве. К тому же после просмотра большого числа зоннебергских снимков соответствующей области неба *Грайнер* и др. (1987) привели статистические возражения против космического происхождения "вспышек Персея".

Мы не рассматриваем попытки теоретической интерпретации гамма-всплесков. Обычно их источниками считают нейтронные звезды. Этот вывод вытекает уже из очень короткого времени нарастания сигнала некоторых гамма-всплесков, менее чем за  $\Delta t = 10^{-3}$  с. Отсюда размеры излучающего тела должны быть меньше величины  $c \cdot \Delta t$  ( $c$  — скорость света), т.е. меньше 300 км. Согласно статистическому исследованию *Шкловского* и *Митрофанова* (1985), эти нейтронные звезды принадлежат галактической короне. Но даже на такие вопросы, очень важные для построения физической модели, как повторяемость всплесков или возможная длительность цикла, в настоящее время пока невозможно ответить.

### 3.7. ВРАЩАЮЩИЕСЯ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

Термин "вращающаяся переменная звезда" вошел в привычку. Но он не совсем удачен. Во-первых, невращающихся звезд нет, т.е. все переменные звезды вращаются. Во-вторых, как раз по этой причине вращение должно быть источником астрофизических особенностей, в свою очередь приводящих к переменности блеска. И в-третьих, существуют переменные звезды других типов, у которых есть изменения блеска, вызываемые осевым вращением (геометрическими причинами). Примером может служить так называемая эллипсоидальная переменность блеска, имеющая место у тесных двойных звезд из-за эллипсоидальной формы компонентов и меняющейся для наблюдателя по этой причине площади светящейся поверхности. Эллипсоидальная переменность часто сочетается с затменной переменностью блеска. По методическим причинам затменные звезды рассматриваются нами в разделе 4.1.3. Это же относится к эффектам отражения и некоторым другим явлениям.

Наша глава "Вращающиеся переменные звезды" посвящена двум основным классам таких звезд, астрофизически довольно различным. С одной стороны, это "пятнистые" звезды типов ВУ Дракона, RS Гончих Псов, FK Волос Вероники и  $\alpha^2$  Гончих Псов, а с другой стороны, пульсары.

#### 3.7.1. Звезды типа ВУ Дракона

Звезды этого типа были официально отделены от других групп переменных (например, от вспыхивающих звезд) только в начале 70-х гг. Кукаркиным и др. (1971). Их определение гласило: эти переменные — "эмиссионные звезды поздних спектральных классов, показывающие периодические изменения блеска с переменной амплитудой (от 0,3 — 0,5<sup>m</sup> до 0,00<sup>m</sup>) и меняющейся формой кривой блеска. Периоды — обычно от долей дня до нескольких суток". Класс светимости — пятый. На рис. 119 приведены типичные кривые блеска.

Сама ВУ Dra (блеск 8,3<sup>m</sup> в визуальных лучах, спектральный класс K4eV) некоторое время причислялась к вспыхивающим звездам, пока на основе интенсивных фотоэлектрических наблюдений Чугайнову (1966 и другие работы) не удалось распознать квазипериодический и непрерывный характер изменений ее блеска. Еще ранее Крон (1952) обнаружил, что на геометрическую кривую блеска затмения системы YY Gem, состоящей из двух звезд спектрального класса M1eV, накладываются синусоидальные колебания, которые он приписал неравномерному распределению яркости на поверхности вращающейся звезды. Подобные модели пятнистости и по сегодняшний день позволяют дать самое естественное объяснение фотометрического поведения этих звезд.

Расчет целой сетки моделей в широком диапазоне температур и размеров пятна дан Торресом и Феррац-Мелло (1973), Фридеманом и Гюртлером (1975), а также специально для звезд типа ВУ Дракона — По и Итоном (1983). При этом учитывается положение пятна на поверхности звезды и ориентация оси вращения переменной по отношению к земному наблюдателю. Первые из названных авторов нашли, что пятно, занимающее

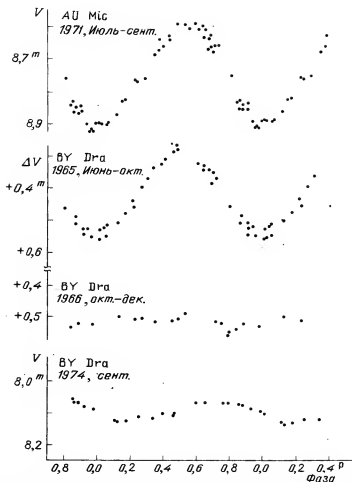


Рис. 119. Кривые блеска в полосе V звезд AU Mic (Торрес и Феррац-Мелло, 1973) и BY Dra (Чугайнов, 1973 и 1976); для AU Mic использовался  $P = 4,8657^d$ , для BY Dra —  $P = 3,836^d$  (по Родоно, 1980)

в зависимости от конкретных наблюдений 5 – 20 % звездного полушария и имеющее температуру на 500 – 1500 К холоднее фотосферы, удовлетворительно объясняет типичную кривую блеска. Оскания и др. (1977) опубликовали основательный анализ самой переменной BY Dra. Они дополнительно принимают во внимание яркие пятна и приходят к выводу, что активность имеет место в основном в жестко вращающейся полярной шапке звезды. Хартманн и Рознер (1979) подробно обсуждают вопрос, куда девается избыток энергии, возникающий в результате того, что более холодным пятном излучается меньше энергии, чем таким же участком спокойной фотосферы звезды. Заметим, что, по мнению Кемпбелла и Кереля (1984), им удалось непосредственно доказать наличие темной (холодной) центральной области ("тени") у пятен BE Cet, звезды класса

G2V, одного из самых ярких объектов ( $6,4^m$  в визуальной области) этой группы, обнаружив у нее спектрально слабые полосы окиси титана и гидроксида кальция.

В согласии с процитированным выше определением фотометрическое поведение этих звезд является довольно сложным. Например, *Чугайнов* (1973) нашел, что амплитуда BY Dra в 1965 — 1972 гг. уменьшилась в полосе В с  $0,45$  примерно до  $0,05^m$ , при этом период изменился с  $3,84$  до  $3,79^d$ . Аналогичным долговременным колебаниям подвержена переменность эмиссионных линий в спектре звезды YY Gem, в 1920 — 1926 гг. она была сильной, а в 1950 г., напротив, практически незаметной (*Струве* и др., 1950). Анализ позволяет сделать вывод, что способность звезды развивать активные области меняется с характерным временем, составляющим годы или десятилетия, при этом время жизни самих активных областей составляет месяцы. Явно видно сходство с солнечной активностью, тем более, что в присутствии дифференциального вращения, подобного солнечному, изменение первичного периода, наблюдаемое у BY Dra и других звезд, можно было объяснить смещением пятна в сторону полюса или экватора. На основе точного анализа профилей спектральных линий *Саар* и др. (1986) выявили у звезды EQ Vir типа BY Дракона наличие магнитного поля в 2000 Э, что, очевидно, также связано с пятенной активностью (см. конец раздела "Причины переменности блеска" в разделе 3.3.2 о звездах типа Т Тельца). Те астрофизики, которые усматривают аналогии с Солнцем и в явлении вспыхивающих звезд, не находят оснований отделять звезды типа BY Дракона от звезд типа UV Кита, тем более, что у звезд типа BY Дракона время от времени имеют место вспышки такого же характера, как у звезд типа UV Кита (*Гершберг* и *Шаховская*, 1974).

Обзорную статью, касающуюся общих вопросов солнцеподобной "звездной активности", недавно опубликовал *Родано* (1980). Автор сделал попытку рассмотреть с единой точки зрения явления типа BY Дракона, вспыхивающих звезд, двойных звезд типа RS Гончих Псов, а также хромосферную и корональную активность, проявляющуюся у определенных звезд в далеком ультрафиолете и в рентгеновском излучении.

Сходство со звездами в стадии "после Т Тельца" (конец раздела 3.3.2), без сомнения, существует, и будущие наблюдения позволяют решить, можно ли считать это сходство не просто внешним. Во всяком случае, чрезвычайно высокая скорость вращения, получающаяся на основе приведенных периодов и размеров, сравнимых с солнечными, также указывает на малый возраст, по крайней мере, одиночных звезд. *Бонн* и *Эспенак* (1977) в своем обзоре рассматривают высокую скорость вращения в качестве необходимого и достаточного условия для возникновения у звезд класса dM переменности блеска типа BY Дракона. Быстрое вращение звезд в двойных системах может иметь также динамическое происхождение; действительно, ряд звезд типа BY Дракона являются спектральными (BY Dra, II Peg и другие) или даже фотометрическими (YY Gem) двойными звездами.

От этих звезд отличаются объекты, описываемые в двух следующих разделах, так как они имеют компоненты другого рода.

### 3.7.2. Звезды типа RS Гончих Псов

Класс переменных звезд типа RS Гончих Псов (звезды RSC) был введен Холлом в 1975 г.; он посвятил этим звездам многочисленные публикации (например, Холл, 1972; Холл и др., 1979; Итон и Холл, 1979). Такой объект представляет собой двойную систему, более холодный компонент которой является субгигантом позднего класса G или раннего класса K, а более горячий компонент — звездой IV — V классов светимости спектрального класса F или G. Эти свойства, вообще говоря, отличают их от звезд типа BY Дракона. Но так как общепринятая сейчас модель для звезды RSC основывается на предположении наличия пятен на более холодном компоненте, иногда и для этих звезд говорят о "синдроме BY Дракона": на кривую блеска затмения накладывается волна с амплитудой до  $0,2^m$ . Характерно, что эта волна обычно передвигается по отношению к кривой блеска затмения чаще всего в обратном направлении, т.е. в сторону меньших значений фаз (рис. 120). Принято исходить из "связанного вращения" (орбитальный период равен среднему периоду вращения, что справедливо для Луны в системе Земля — Луна) и считать, что большинство пятен располагается в зоне звезды, имеющей скорость вращения выше средней по всей поверхности. У Солнца это область экватора (дифференциальное вращение). Так как сам эффект стал известен недавно, пока недостаточно точно определена длина цикла, за который максимум волны достигнет исходной точки на затменной кривой блеска. У звезды RS CVn она составляет около 10 лет. Поскольку ее следует понимать как период биения  $P_b$  между орбитальным периодом  $P_o$  и истинным периодом волны  $P_1$ , то справедливо соотношение

$$\frac{1}{P_1} = \frac{1}{P_b} + \frac{1}{P_o},$$

приведенное в разделе 2.1.2 для звезд типа  $\delta$  Цефея с двумя периодами. Для RS CVn ( $P_o = 4,8^d$ ) значение  $P_1/P_o = 99,87\%$ , т.е. отклонение экваториального вращения от среднего намного меньше, чем у Солнца. При построении средней кривой блеска с использованием наблюдений, относящихся к разным эпохам, явление передвигающейся волны проявляется в сильном разбросе точек.

Кроме прототипа, другими известными объектами этой группы переменных являются AR Lac (ее переменность была открыта Ливитт еще в 1907 г. на Гарвардских пластинках), RT Lac, SS Boo и RW UMa. В свое время Холл (1976) относил к этой группе 24 переменных звезды, но, кажется, их число быстро увеличивается.

Существует целый ряд дополнительных указаний на существование активных процессов у звезд RSC: вспышечная активность, похожая на активность вспыхивающих звезд (раздел 3.3.3: см., например, Паткош, 1981), сильные эмиссионные линии CaII, сильные ультрафиолетовые избытки, вспышки нетеплового радиоизлучения и переменное рентгеновское излучение. Именно рентгеновское излучение можно использовать для открытия многочисленных систем RSC, не показывающих затмений из-за неудачного расположения плоскости орбиты по отношению к земному наблюдателю. Ведь в таком случае их очень трудно обнаружить в опти-

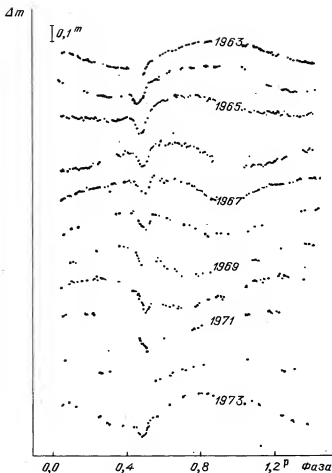


Рис. 120. Кривая блеска RS CVn за 1963–1973 гг. с накладывающейся волной, сдвигающейся к меньшим значениям фаз; измерения в главном минимуме (фаза 1,0) не нанесены (по Каталано и Родано, 1967)

ческой области из-за малой амплитуды блеска (совпадающей в этом случае с амплитудой волны). Примерами являются UX Ari, V711 Tau и  $\sigma$  CrB (см. предпоследний абзац раздела 3.1.9).

В модельных представлениях важную роль, как и в случае Солнца, играют магнитные поля в сочетании с центрами активности, хромосферой и короной (например, Рознер и др., 1978). Наличие быстрого вращения и значительной внешней конвективной зоны подтверждают эти соображения.

Вопрос о происхождении и стадии развития звезд RSC, так же как и о физических процессах, вызывающих мощные, по сравнению с Солнцем, извержения массы и всплески излучения, окончательно еще не решен, так как за годы, прошедшие со времени открытия этого явления, еще

не получено достаточного количества фотозлектрических, спектральных и внеатмосферных наблюдений. Существующие модели пока не могут удовлетворительно объяснить даже важное положение о том, что зона экватора в определенном интервале долгот годами или даже десятилетиями является источником пятен, в то время как оставшаяся часть столь же долго почти свободна от них. Многочисленные литературные ссылки можно найти в обзорах *Родано* (1981) и *Рёссигера* (1982).

### 3.7.3. Звезды типа FK Волос Вероники

Мы лишь кратко коснемся этой маленькой группы звезд. Малое число ее членов и полная неясность астрофизического и эволюционного положения не позволяют в настоящее время дать подробное изложение. *Бопп* и *Стенсел* (1981) относят к этому типу три объекта (FK Com, V1794 Cyg, UZ Lib); *Бианки* и *Гревинг* (1986) добавляют только два известных к этому времени случая (VV Mep и AB Dor).

Это очень быстро вращающиеся ( $\geq 100$  км/с у экватора) гиганты спектральных классов от G до K, показывающие изменения блеска в ритме этого вращения с периодами, достигающими нескольких суток (FK Com: 2,4<sup>d</sup>) и амплитудами, составляющими несколько десятых звездной величины. Вначале особо подчеркивалась "одиночная" природа этих объектов, что отличало их от звезд RSC. Но позднее *Боппом* и др. (1984) у UZ Lib и *Уолтером* и *Басри* (1982) у FK Com были найдены периодические изменения лучевой скорости, указывающие на присутствие невидимого спутника. Эти авторы объясняют переменность блеска наличием на первичном компоненте яркого пятна (яркого полушария) вследствие падения вещества, стекающего со вторичного компонента. Быстрое вращение объясняется гипотезой, что "срастающаяся" тесная двойная система находится в фазе быстрой эволюции, в ходе которой происходит увеличение момента количества вращательного движения звезды за счет уменьшения орбитального момента.

### 3.7.4. Звезды типа $\alpha^2$ Гончих Псов (магнитные звезды)

Имя прототипа,  $\alpha^2$  CVn, из-за его неудобства редко используется для обозначения этого типа переменных звезд — "магнитных звезд в узком смысле". Часто просто говорят "магнитные переменные". По невнимательности этот термин использовали еще раз, в отношении звезд типа AM Геркулеса (полярлов), тоже имеющих сильные магнитные поля (раздел 3.1.4), рекомендуем читателю это заметить.

Изменения блеска незначительны. Они чаще всего менее 0,1<sup>m</sup> и обнаруживаются только с помощью фотозлектрических наблюдений. Следующие основные свойства являются характерными для членов этой группы.

1. Наличие сильных общих магнитных полей с напряженностями порядка  $10^3 - 10^4$  Э (зеemannовское расщепление спектральных линий). Часто в литературе используется (как и у полярлов, раздел 3.7.5) некорректная размерность "гаусс". Чтобы сохранить привычные числовые значения магнитных полей, мы используем размерность "эрстед", которая уже не является стандартной единицей измерения. Магнитное поле Земли составляет около 0,5 Э, поле солнечных пятен — порядка  $10^3$  Э.



2. Аномальное усиление спектральных линий определенных элементов, так что избыток элементов группы железа может быть в 10–100 раз, избыток Sr, Y и Zr — 1000 раз и редких земель — от 300 до 1000 раз. Это привело к выражениям "пекучая А-звезда" (Ар-звезда), или "магнитная химически пекучая (CP-) звезда".

3. Переменность магнитных полей, спектров и блеска. Типичными являются периоды 5–9 суток, но иногда встречаются более короткие или намного более длинные периоды. Небольшая группа звезд имеет периоды продолжительностью в несколько лет. Отсюда происхождение использовавшегося ранее, но не рекомендуемого сейчас названия "спектральные переменные".

Иногда выделяют подгруппу звезд типа SX Овна, она характеризуется более высокими температурами (спектральные классы В0p–В7p). От временами используемого названия "гелиевые переменные" тоже стоило бы отказаться. В связи с Ар-звездами иногда упоминаются Ам-звезды ("металлические" звезды). На диаграмме Герцшпрунга–Рессела обе группы лежат по соседству, чуть-чуть выше главной последовательности. Согласно современным представлениям, в отношении аномалии химических элементов Ам-звезды представляют собой, видимо, более слабую форму Ар-звезд. Как правило, Ам-звезды не показывают магнитных полей, превышающих точность измерений, переменности блеска и спектра.

Названная выше переменность наблюдаемых величин чаще всего протекает синхронно (рис. 121), уже отсюда вытекает физическая взаимосвязь всех этих peculiarностей. Из-за трудности получения фотометрического и спектрального наблюдательного материала он является более или менее надежным только для сравнительно ярких объектов. Описание различных теоретических и эмпирических аспектов дано у Байса и др. (1976). В этом же сборнике Шенайх и Штауде интерпретируют результаты десятицветной фотометрии моделью пятнистости. В пятне предполагается зависимость температуры от глубины, отличающаяся от устанавливающейся в невозмущенной атмосфере, что вызывается магнитным полем. Верхние слои пятна более чем на 2000 К холоднее окружающего вещества, переменность блеска и измеряемого магнитного поля обусловлена вращением звезды.

Наличие очень короткопериодических (доли часа) и очень малоамплитудных ( $\approx 0,01^m$ ) колебаний блеска, накладывающихся на переменность вследствие вращения, долгое время ставилось под сомнение. Эти колебания в настоящее время приписывают нерадиальным пульсациям, при этом магнитная ось, а она не совпадает с осью вращения, является линией симметрии ("наклонный пульсатор" в отличие от "наклонного ротатора", играющего роль также у пульсаров, раздел 3.7.5). Возникающие в этой связи трудности обсуждаются у Курца (1982). Крейдл (1985) описывает случай HD 134214 ( $P = 5,65$  мин,  $A \approx 0,01^m$ ).

Мы не будем останавливаться на разных точках зрения, касающихся возникновения магнитного поля, его структуры и положения по отношению к оси вращения и отсылаем читателя к специальной литературе.

Особый случай, по-видимому, представляет собой Ар-звезда V816 Cen (звезда Пшибильского), имеющая магнитное поле  $-2200$  Э и спектральный класс F0. Последнее свойство позволило бы отнести ее к звездам типа  $\delta$

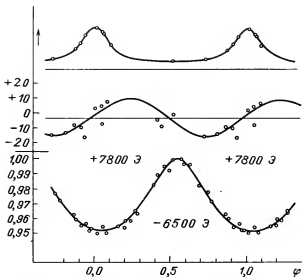


Рис. 121. Периодические процессы у магнитной звезды CS Vir (по Стивбсу). Верхняя кривая — интенсивность линии EulI, средняя — лучевая скорость (км/с), нижняя — интенсивность света. Кроме этого, нанесены три значения магнитного поля (Э)

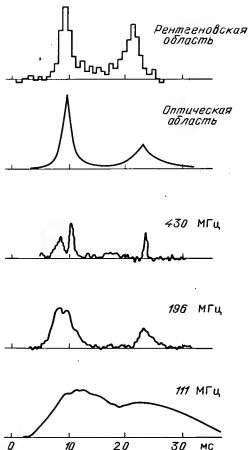
Щита (раздел 2.1.4), если бы не избыток редкоземельных элементов в несколько десятков раз. Звезда показывает переменность блеска с периодом 12,141 мин и очень малой амплитудой ( $0,006^m$  в В). Более долгопериодических изменений блеска, спектра и лучевой скорости, по-видимому, не наблюдается. Эту переменную звезду пока невозможно отнести к какому-либо типу, наверное, по той причине, что подобные ей звезды в наблюдениях очень трудно обнаружить.

### 3.7.5. Пульсары

Название "пульсар" использовалось вначале только в литературе на английском языке для понятия "пульсирующий радиоисточник". Хотя позднее выяснилось, что наблюдаемая периодическая переменность приходящего от источника радиоизлучения обусловлена не пульсацией звезды, а, вероятнее всего, ее быстрым вращением, менять название сочли нецелесообразным. Не следует путать пульсары с пульсирующими переменными, описанными в главе 2.

Согласно списку Манчестера и Тейлора (1981), содержащему наблюдаемые и вычисленные параметры для всех открытых к тому времени радиопульсаров, было известно 330 таких объектов. Само по себе это не является достаточным основанием для обсуждения таких объектов в книге о переменных звездах, если вспомнить определение переменности, приведенное во введении. Но оказалось, что к настоящему моменту по меньшей мере три радиопульсара наблюдаются как пульсары также в фотографической и визуальной областях, т.е. в "оптической" области спектра — CM Tau,

Рис. 122. Форма импульсов пульсара в Крабовидной туманности CM Tau в оптическом и рентгеновском диапазонах и на нескольких радиочастотах (по Докур, 1976)



HU Vel и PSR 0540–69 в Большом Магеллановом Облаке. Переменность в оптике показывают и некоторые рентгеновские пульсары в тесных двойных системах (раздел 3.1.7).

Периоды пульсаров необычайно коротки и, насколько известно, лежат в интервале от 0,00156 с (PSR 1937 + 21, см. ниже) до нескольких секунд. Очень короткие периоды наблюдаются у CM Tau (0,033 с), PSR 0540–69 (0,050 с) и HU Vel (0,089 с). В этом же интервале лежит период радиопулсара PSR 1913 + 16 (0,059 с), но все попытки отождествить его в оптической области оказались неудачными (например, Назер и др., 1977). Кстати, существуют теоретические модели пульсаров, предсказывающие, что оптическая светимость пропорциональна величине  $P^{-10}$  (например, Гинзбург и Железняков, 1975). Этим можно было бы объяснить, почему в оптике можно наблюдать только пульсары с самыми короткими периодами. В таком случае усредненная по времени видимая звездная величина для PSR 1913 + 16 должна быть слабее  $26^m$ , т.е. лежать ниже границы обнаружения. Миллисекундные пульсары, например PSR 1937 + 21 (см. выше), PSR 1855 + 09 (0,0054 с) и PSR 1953 + 29 (0,00613 с) могут быть объектами иной природы (обзор Бекера, 1984).

Открытие и измерение переменности пульсаров в оптической области из-за столь коротких периодов возможны только со специальной приемной аппаратурой, которая синхронизируется с периодом импульсов, определенным по радионаблюдениям. Таким образом удалось в начале 1969 г. впервые обнаружить оптическую переменность пульсара CM Tau (Кок и др., 1969; Назер и др., 1969; Линдс и др., 1969 и прочие), а в начале 1977 г. — переменность HU Vel (Уоллес и др., 1977).

Пульсар в Тельце является юго-западным ("южным предшествующим") компонентом звездной пары, известной как "центральная звезда

Бааде" Крабовидной туманности. По оценке открывателей его визуальная величина на вершине импульса составляет  $15^m$ , усредненное по времени значение  $18^m$ , наблюдается промежуточный импульс, энергия которого составляет 55% общей энергии главного импульса, а ширина на уровне половины интенсивности равна 1,8 мс. Ширина главного импульса на уровне половины интенсивности составляет 3,1 мс (рис. 122). Звезда Бааде и Крабовидная туманность, как известно, являются остатками сверхновой 1054 г.; звезда уже довольно давно обозначена как переменная CM Tau. В качестве пульсара объект был открыт в конце 1968 г. в результате специальных поисков, в то время как первый радиопульсар PSR 1919 + 21 был открыт в начале 1968 г. случайно. Пульсар в Крабе излучает также импульсы мягкого и жесткого рентгеновского излучения, а кроме того, гамма-излучения, т.е. испускает фотоны практически во всем интервале электромагнитного спектра.

Пульсары HU Vel и PSR 0540-69 тоже лежат внутри туманностей, очевидно, также являясь остатками сверхновых.

В настоящее время предполагается, что, по крайней мере в определенных случаях, сверхновая оставляет после себя быстро вращающуюся нейтронную звезду (раздел 3.2). Из-за сжатия радиуса звезды до размера, составляющего одну миллионную часть первоначального значения, даже слабое магнитное поле около 1 Э усиливается до значения порядка  $10^{12}$  Э, период вращения сокращается, вследствие сохранения момента количества движения, до долей секунды. В результате (физических причин этого процесса мы касаться не будем) образуется поток заряженных частиц, который разгоняется вдоль магнитной оси, не совпадающей с осью вращения (наклонный ротатор), до скоростей, сравнимых со скоростью света. Из этого потока исходит электромагнитное излучение, главным образом в направлении движения (синхротронный эффект). Такой "луч прожектора" как раз и создает наблюдаемое с Земли явление пульсара, когда в ритме вращения звезды Земля попадает в его конус (эффект маяка). Если же ось конуса света не приближается к лучу зрения, импульсы с Земли наблюдаться не могут. Возможно, таким образом можно объяснить, почему во многих газовых остатках сверхновых пульсары не обнаруживаются. Конечно, физика протекающих процессов намного сложнее приведенного здесь наброска. Нерешенных вопросов очень много. Подробное, почти общепонятное описание проблем дает, например, Докур (1976).

## ЗАТМЕННЫЕ ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ

### 4.1. ГЕОМЕТРИЧЕСКИЕ И ФИЗИЧЕСКИЕ СВОЙСТВА

#### 4.1.1. Общие сведения

Оценки показывают, что около четверти или даже почти половина звезд нашей Галактики являются двойными звездами. При удачной ориентации плоскости орбиты двойная звезда может показывать "затменную переменность блеска". Компоненты затменных систем, как правило, расположены близко друг к другу, так как вероятность наблюдений с Земли затмений у широких систем очень мала (см. рис. 123).

Затменные звезды занимают среди переменных звезд столь особое положение, что ранее они некоторыми авторами вообще не причислялись к настоящим переменным, разве только противопоставлялись физическим переменным звездам как "оптические переменные". Но мы все же должны всесторонне рассмотреть их, так как сейчас известно, что затменная переменность в чистой форме встречается редко.

У большинства тесных двойных звезд индуцируется физическая переменность вследствие взаимного влияния обоих компонентов. У зрлуптивных двойных звезд особенно трудно на фоне сильной переменности блеска,

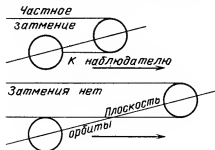


Рис. 123. Условия затменной переменности блеска

вызванной физическими причинами, выявить переменность из-за затмений (если она имеет место), которая часто вызывается затмениями вообще не одним из компонентов, а околозвездным газовым или пылевым диском.

Даже "классические" затменные звезды в большинстве случаев показывают переменность блеска, обусловленную не только геометрическими причинами. У многих "разделенных" систем (см. ниже) обоюдное влияние обоих компонентов из-за действия гравитации, электромагнитного излучения и магнитного поля настолько велико, что могут иметь место деформации, взаимное отражение электромагнитного излучения, образование

общей газопылевой оболочки, необычайно сильная активность фотосферы и хромосферы вплоть до мощных выбросов вещества. Эти процессы, а их частично можно проследить спектрально, могут быть причиной периодических или непериодических деформаций затменной кривой блеска, вспышек блеска и изменений периода.

Ввиду этого практически невозможно четко разделить неэруптивные двойные звезды от эруптивных двойных звезд, которые мы рассматривали в другой части книги.

В качестве "затменных переменных звезд" мы будем рассматривать все те объекты, у которых переменность блеска по геометрическим причинам доминирует над переменностью, вызванной физическими причинами.

Заметим, что с точки зрения методики наблюдений затменные переменные звезды и физические переменные звезды полностью равноправны.

#### 4.1.2. Геометрические соотношения

Затменные переменные обычно являются спектрально-двойными звездами. Это означает, что в спектре присутствуют линии обоих компонентов и орбитальное движение отражается в доплеровском смещении спектральных линий. Конечно, затмения наблюдаются не у каждой такой системы, а только в том случае, когда луч зрения от наблюдателя к звезде не слишком сильно наклонен к плоскости орбиты. Но даже при одинаковом угле наклона в более выгодном положении находится та система, которая при сравнимых других параметрах имеет меньшее расстояние между компонентами. Рис. 123 поясняет эти соотношения. Пусть угол наклона луча зрения с плоскостью орбиты составляет  $15^\circ$ , компоненты для простоты имеют одинаковые размеры. Как легко видеть, на верхнем рисунке имеет место частное затмение, на нижнем, вследствие большего расстояния между компонентами, только касание дисков. Чтобы наблюдалось затмение, угол между лучом зрения и плоскостью орбиты системы должен быть при одинаковых прочих условиях тем меньше, чем больше расстояние между компонентами. Это обстоятельство сильно сказывается на статистике. Его следствием является то, что системы с большими орбитальными периодами встречаются реже, а короткопериодические — чаще.

Большое влияние на наблюдаемые характеристики оказывают относительные размеры компонентов. На рис. 124 показаны возможные пре-

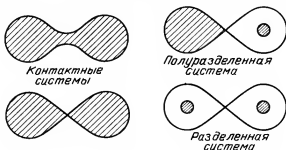


Рис. 124. Основные типы спектральных двойных систем

дельные случаи. Массы компонентов и расстояние между ними приняты постоянными. Заштрихованная фигура изображает сечение эквипотенциальной поверхности, являющейся границей стабильности (внутренняя критическая поверхность Роша), плоскостью, проходящей через центры обеих звезд и перпендикулярной к их орбитальной плоскости. Встречаются звезды, заполняющие свои критические поверхности Роша; на рис. 124 оба левых примера показывают такие контактные системы, часто имеющие общую оболочку и обменивающиеся массой. Звезды соприкасаются и, вследствие гравитационного взаимодействия, сильно деформируются. Во втором случае одна из звезд имеет меньшие размеры, ее поверхность находится далеко внутри полости Роша. Такие объекты носят название полуразделенных систем. В третьем примере показана разделенная система. Все три случая, представленные здесь схематически, встречаются в природе.

Геометрические соотношения обсуждаются очень подробно, например, у *Копала* (1978, 1979).

#### 4.1.3. Классификация

Если на основе хорошей фотозлектрически измеренной кривой блеска и хороших спектральных наблюдений параметры компонентов известны с достаточной точностью, можно провести физическую классификацию, использующую положение звезд на диаграмме Герцшпрунга–Рессела и степень заполнения полости Роша. Такую систему классификации предложил, например, *Свечников* (1969), см. также работу *Холопова* (1981), эта система используется в четвертом издании ОКПЗ (*Холопов* и др., 1985). Имеющихся наблюдательных данных часто не хватает, особенно для слабых объектов, чтобы обеспечить возможность провести физическую классификацию. Поэтому в большинстве случаев приходится ограничиваться классификацией, использующей форму кривой блеска.

Легко себе представить, как может меняться форма кривой блеска под влиянием различных причин. Если мы имеем контактную систему с компонентами сравнимых размеров и светимостей, то на протяжении  $360^\circ$  будут наблюдаться два максимума и два минимума. И так как звезды А и В практически одинаковы, играет не очень важную роль, находится ли А впереди, а В затмевается, или наоборот. Минимумы  $m_1$  и  $m_2$  сравнимы по глубине, кривые сравнимы по форме. Кроме этого, на кривой блеска отсутствуют участки постоянного блеска. Такие переменные относят к типу W Большой Медведицы (рис. 125), в ОКПЗ они имеют обозначение EW. Точный анализ показывает, что оба компонента лежат вблизи главной последовательности, имеют приблизительно одинаковый блеск, но несколько отличающиеся массы (соотношение масс в среднем 2:1). Орбитальный период меньше одних суток. Большинство звезд типа W Большой Медведицы являются только в приближении контактными системами. Физическое строение и эволюция этих интересных систем еще мало исследованы. Сведения о модельных представлениях можно найти в обзорной статье *Сахаде* и *Вуда* (1978, с. 34), у *Рахунена* и *Вилху* (1982) и *Дюрбека* (1984б).

Контактная система с компонентами заметно отличающейся поверхностной яркости также имеет кривую блеска без участков постоянного

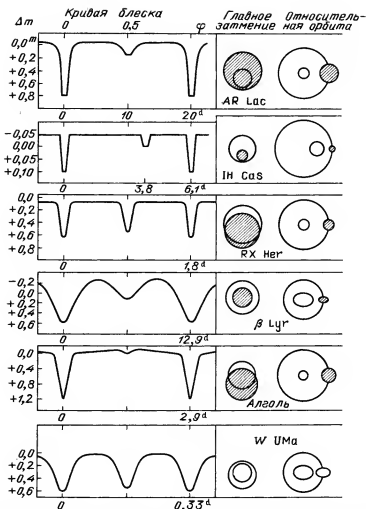


Рис. 125. Разные формы затменных кривых блеска. Справа показаны конфигурации затмения более яркой звезды, производимого менее яркой, и соответствующие орбиты в уменьшенном масштабе

блеска, но с минимумами разной глубины. Более глубокий минимум соответствует затмению горячей звезды более холодной. Такие пары представляют тип  $\beta$  Лиры (рис. 125), а в ОКПЗ имеют обозначение ЕВ. Компоненты имеют сильно выраженную эллипсоидальную форму. Орбитальные периоды обычно превышают одни сутки.

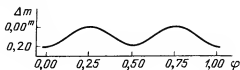
Разделенные и полуразделенные пары, вне зависимости от характеристик компонентов, можно узнать по наличию на кривой блеска хотя бы приближенно горизонтального участка — участка "нормального блеска", благодаря которому можно довольно легко установить моменты начала и конца затмения. Это очень многочисленные звезды типа Алголя, в ОКПЗ они имеют обозначение ЕА.



Если оба компонента имеют одинаковый блеск и размеры, то главный и вторичный минимумы имеют одинаковую глубину, как у систем типа W Большой Медведицы, а расстояние по времени между этими минимумами равно половине времени обращения (RX Her). Но, как правило, одна из звезд имеет меньшую поверхностную яркость, и вторичный минимум, являющийся следствием того, что более слабая звезда затмевается более яркой, имеет намного меньшую глубину, чем главный минимум. Примером может служить Алголь, здесь глубина вторичного минимума составляет лишь около  $0,1^m$ . У многих систем он практически отсутствует, так как спутник почти ничего не вносит в суммарный блеск.

Формы кривых блеска звезд типа Алголя могут в разных случаях сильно различаться. Форма кривой зависит от относительного размера и поверхностной яркости звездных дисков, отношения радиуса орбиты к радиусам звезд, ориентации орбиты по отношению к лучу зрения наблюдателя, от того, является затмение центральным или нет. В случае центрального затмения двух сходных между собой звезд минимум имеет острую форму, интенсивность падает вдвое по отношению к фазе нормального блеска, что соответствует падению блеска на  $0,75^m$ ; если затмение не центральное, амплитуда меньше и в области минимального блеска кривая не имеет острой формы (рис. 125). В обоих случаях имеем по два аналогичных минимума  $m_1$  и  $m_2$ , отстоящих друг от друга на половину периода. Даже в случае, когда один компонент значительно меньше и поэтому слабее другого, но имеет такой же блеск в расчете на единицу площади, кривая блеска включает два аналогичных минимума. Оба имеют соответственно меньшую глубину, но с участками постоянного минимального блеска. Однако чаще всего одна из звезд имеет намного меньшую поверхностную яркость (рис. 125). Только таким образом можно объяснить огромные наблюдаемые амплитуды в несколько звездных величин. В большинстве случаев меньшая звезда является более яркой и главный минимум наблюдается тогда, когда меньшая звезда находится за большей. Приведенные на рис. 125 формы кривых блеска весьма разнообразны, это относится также к общим и относительным амплитудам минимумов  $m_1$  и  $m_2$ ; можно найти звезды всех промежуточных форм.

Рис. 126. Пример кривой блеска при чисто вращательной переменности



Остается указать на небольшую группу звезд с таким расположением орбит, что компоненты не могут затмевать друг друга. И в этом случае может иметь место переменность блеска, правда, очень малой амплитуды, если вследствие взаимного притяжения компоненты имеют эллипсоидальную форму. В соединениях, т.е. точках, когда большая ось эллипсоидов образует наименьший угол с лучом зрения, видимая поверхность системы, а тем самым и блеск минимальны (рис. 126). Наблюдаемые амплитуды чаще всего меньше  $0,1^m$ , т.е. их можно выявить только фотозлектрически. Число известных случаев мало, но среди них находится несколько ярких

Таблица 42

Общие свойства трех фотометрических классов затменных звезд

Прототип	Алголь	$\beta$ Лир	W Большой Медведицы
Период, сутки	$> 0,4$	$> 0,4$	0,2–1,0
Спектр	O6–M1	B8–G3	F0–K4
Число звезд ( $< 12^m$ )	$\approx 1000$	$\approx 200$	$\approx 100$

звезд:  $\delta$  Per,  $\pi^5$  Ori,  $\alpha$  Vir. Список 27 чисто эллипсоидальных переменных звезд приводит Бич (1985). Реальное число таких "эллипсоидальных переменных", конечно, намного больше. В ОКПЗ эти объекты имеют обозначение ЕП. Некоторые авторы относят их к "вращающимся переменным" (раздел 3.7).

Распределение затменных переменных звезд по трем фотометрическим классам дает табл. 42 (см. также Хазихерст, 1976).

Спектральные классы звезд типа Алголя, известные до настоящего времени, перекрывают интервал от O6 (V444 Cyg) до M1 (YY Gem). Довольно крутой максимум лежит между A1 и A5, в то время как распределение звезд типов  $\beta$  Лир и W Большой Медведицы имеет широкий максимум. Как и можно было ожидать, звезды типа W Большой Медведицы образуют довольно однородную группу (хотя некоторые авторы делят и их на две подгруппы). В отличие от этого, свойства звезд типа Алголя лежат в намного большем диапазоне. Количественные соотношения все время меняются из-за новых открытий. Действительно, при каждом систематическом поиске открывают все новые затменные звезды.

Даже среди ярких затменных звезд немало таких, для которых, кроме типа переменности, ничего не известно. Хорошо бы любителям астрономии, наблюдающим даже на маленьких телескопах, уделить им внимание.

#### 4.1.4. Анализ кривой блеска

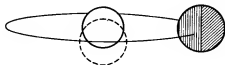
В интервале между главным и вторичным минимумами кривая блеска  $\beta$  Per (Алголя) показывает небольшой подъем, а затем спад блеска примерно на  $0,1^m$  (рис. 125). Это эффект отражения — слабо светящийся спутник освещается более яркой и горячей главной звездой и для земного наблюдателя исчезает за ней незадолго до достижения полной фазы вторичного минимума. На рис. 127 показано соотношение размеров в системе типа Алголя. Указано, что одна сторона слабо светящегося спутника, повернутая к горячей главной звезде, ярче другой стороны. Штриховой окружностью показано положение спутника в момент главного минимума при частном затмении.

Увеличение общего блеска системы, не связанное с затменной переменностью, наблюдается у систем с очень высокой эллиптичностью орбит в момент наименьшего расстояния между компонентами. Кроме отражения, некоторую роль может играть взаимное возбуждение ультрафиолетовым излучением. Описанное явление называют эффектом периастра. Можно

себе представить объекты, у которых имеет место эффект периастра, но нет затменной переменности. Таким объектом, очевидно, является KQ Pup (4,9–5,2<sup>m</sup>), в остальном родственный VV Ser (см. ниже).

Еще одно искажение кривой блеска связано с неравномерным распределением яркости по видимому диску звезды. Имеется в виду известное по Солнцу потемнение к краю диска. В большинстве случаев этот вклад можно оценить; его влияние на конечные результаты, к счастью, невелико. После внесения в наблюдаемую кривую блеска всех необходимых коррекций получаем "ректифицированную (исправленную) кривую блеска",

Рис. 127. Соотношения размеров в системе Алголя (по Стеббису)



которую можно использовать для получения информации об относительных размерах компонентов и других элементах фотометрической орбиты.

Предыдущие рассуждения показали, что точная кривая блеска является источником богатой информации. В нашем распоряжении — орбитальный период  $P$ , продолжительность главного максимума  $D$ , продолжительность возможной полной фазы затмения  $d$ , соответствующие значения для вторичного минимума, амплитуды обоих минимумов, ход подъема и спада блеска. Для определения этих величин достаточно фотометрических наблюдений, и фотоэлектрическая фотометрия позволяет достичь точности в одну сотую звездной величины. Сюда следует добавить информацию на основе наблюдений в разных цветовых диапазонах и спектральных наблюдений, включая измерения доплеровского смещения линий из-за движения компонентов по орбите (рис. 128). Эти величины можно получить с высокой точностью, поскольку на небе немало ярких затменных звезд. Разработаны методы расчета орбиты спектральных двойных звезд вообще и затменных систем в частности. Эти объекты имеют для астрономических исследований большое значение; большая часть нашей информации об основных параметрах звезд получена на основе исследования затменных двойных систем. Доступное описание их теории и методов определения орбитальных параметров дано в работе Шиллера (1923, с. 283). Рессел (1912), по-видимому, первым решил проблему анализа кривой блеска. В этой связи укажем еще работы Ифели (1915) и Фетлаара (1923).

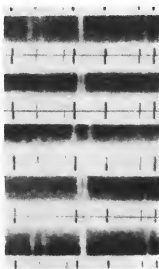


Рис. 128. Перемежное расщепление линий у затменной системы  $\beta$  Аур, вызванное эффектом Доплера из-за орбитального движения обоих компонентов (по О. Струве)

Позднее Шнеллер (1949) развил работы Рессела и Фетлаара и смог упростить их расчеты. Кроме этого, он, а до него Хетцер подготовили вспомогательные таблицы. Упомянем также работу Биннедайка (1960); в области методики определения орбит можно воспользоваться книгой Цесевича (1971). Очень подробные работы, посвященные анализу кривых блеска, опубликовал Копал (1978, 1979). В последнее время для анализа кривых блеска все больше используются компьютерные методы; методика основывается на совмещении синтетических кривых блеска с наблюдаемыми. Компьютерные программы такого рода были в первую очередь развиты Ручинским (1973) и Хиллом (1979).

#### 4.1.5. Изменения периодов

Можно было бы предположить, что у затменных звезд, переменность блеска которых определяется механическими процессами, должна наблюдаться стабильность периодов кривых блеска. Но это не так. Перед обсуждением особых случаев мы опишем случаи изменения периодов, приписываемые механическим причинам.

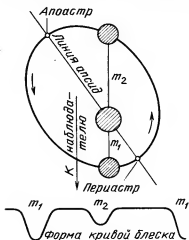


Рис. 129. Влияние большого эксцентриситета орбиты на форму затменной кривой блеска

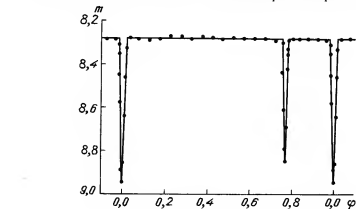


Рис. 130. Кривая блеска DI Her (пример большого эксцентриситета орбиты; по Яккиа)

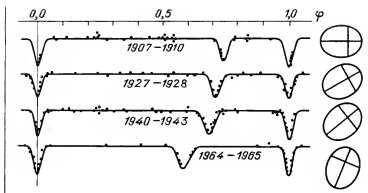


Рис. 131. Систематическое изменение формы кривой блеска RU Мол из-за вращения линии апсид (по Мартынову, 1971); главные минимумы размещены друг под другом для наглядности

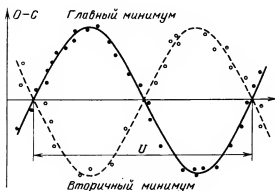


Рис. 132. Периодические изменения значений  $O-C$  из-за вращения линии апсид;  $U$  — период обращения линии апсид (по Мартынову, 1971)

**Периодические изменения.** В затменной системе с сильно эллиптической орбитой вторичный минимум лежит на расстоянии в полпериода между двумя главными минимумами (рис. 129) только в том случае, когда линия апсид направлена на наблюдателя. Асимметричное положение вторичного минимума является поэтому признаком заметной эллиптичности орбиты. Экстремальным случаем в этом отношении является DI Her с  $P = 10,550^d$ , ее вторичный минимум лежит у фазы 0,768 (рис. 130).

Иногда наблюдается вращение линии апсид. В таком случае вторичный минимум колеблется около среднего по времени положения (рис. 131) с периодом вращения линии апсид, и период его наступления подвергается периодическому изменению. То же самое справедливо и для главного минимума (рис. 132). В формуле для представления моментов наступления минимумов появляется синусоидальный член, коэффициент при нем имеет противоположные знаки для минимумов обоих видов.

Еще один периодический член может следовать из конечности скорости света, а именно в том случае, когда затменная система как единое целое описывает орбиту в гравитационном поле третьего тела. Эффект аналогичен световому уравнению вследствие движения Земли вокруг Солнца, описанному в вводной главе книги. Наблюдаемый период будет длиннее дей-

ствительного, если система (из-за движения вокруг третьего тела) удаляется от нас, и короче, если система приближается. Третье тело может одновременно быть причиной вращения линии апсид аналогично взаимному возмущению планет.

Специальное исследование движения линии апсид дает *Копал* (1965). Он обсуждает теорию и наблюдательные эффекты и подчеркивает важное значение тесных двойных систем для изучения внутреннего строения звезд, так как гравитация, обусловленная в основном самыми плотными частями звезды, не подвержена поглощению. В качестве примеров в работе рассмотрена 21 звезда.

Более новые работы о проблеме движения линии апсид и влиянии третьего тела на эпохи минимумов представлены *Мартыновым* (*Цесевич*, 1971, гл. 9), *Бэттеном* (1973, гл. 6), *Сахаде и Вудом* (1978, гл. 6) и *Копалом* (1978). В табл. 43 приведены хорошо изученные затменные системы

Таблица 43

Затменные системы с апсидальным движением

Звезда	Спектры	$P$	$P/P$	$e$	$M_2/M_1$
BW Aqr	F7 + F8	6,7197 <sup>d</sup>	810	0,18	1,1
IM Aur	B7 + ?	1,2473	1110	0,7	0,28
GL Car	B3 + B4	2,4222	3800	0,16	1,0
HH Car	B5 + B8	3,2315	75000	0,16	0,9
AR Cas	B3 + A0	6,0665	25000	0,25	0,25
PV Cas	A0 + A0	1,7505	19000	0,03	?
V346 Cen	B4 + B6	6,3227	11000	0,29	1,0
XX Cep	A8 + G6	2,3373	10000	0,14	0,22
CW Cep	B0,5 + B0,5	2,7291	6090	0,03	0,94
Y Cyg	O9,5 + O9,5	2,9963	5900	0,14	0,99
V380 Cyg	B1,5 + B3	12,4256	59000	0,22	0,57
V477 Cyg	A3 + F5	2,3470	54300	0,30	0,68
AK Her	F2 + F6	0,4215	49100	0,30	?
HS Her	B5 + A4	1,6374	3450	0,05	0,34
CO Lac	B8,5 + A0	1,5422	10010	0,03	0,82
RU Mon	B9 + A0	3,5847	28900	0,38	0,96
GN Nor	?	5,7034	31000	0,21	1
U Oph	B5 + B5	1,6773	4520	0,003	1,0
F7 Ori	A0 + A3	3,1504	60000	0,40	0,9
$\delta$ Ori	B1 + B2	5,7325	9900	0,08	0,38
AG Per	B5 + B7	2,0287	12900	0,07	0,88
YY Sgr	A0 + A0	2,6285	46000	0,16	0,9
V523 Sgr	A5 + A5	2,3238	33000	0,18	1,0
V526 Sgr	A0 + A3	1,9195	27800	0,22	0,8
V2283 Sgr	A0 + A2	3,4714	59000	0,49	0,7
$\alpha$ Vir	B2 + B3	4,0142	11200	0,15	0,62
DR Vul	B7 + B8	2,2512	6140	0,09	0,95

Обозначения:  $P$  — орбитальный период,  $P$  — период движения линии апсид,  $e$  — эксцентриситет орбиты,  $M_2/M_1$  — отношение масс.

с движением линии апсид. Информация для таблицы заимствована, с некоторыми дополнениями, из последней цитированной работы.

*Панчатсарам* и *Абхьянкар* (1982) обсуждают возможные четырехкратные системы.

Другой вид периодических, лучше сказать почти периодических, изменений (правда, объясняемых не механическими причинами) встречается у особой группы разделенных систем — у систем типа RS Гончих Псов, описанных в разделе 3.7.2. Кроме орбитального периода, у таких объектов имеет место второй период, обычно немного "спешащий" по отношению к первому (в редких случаях немного "отстающий"). Возникает нечто вроде биений с характерным временем в несколько лет, передвигающихся по средней кривой блеска (см. рис. 120). Объяснение явления (гипотеза звездных пятен) дано в разделе 3.7.2.

**Непериодические изменения.** Новая точка зрения возникла, когда удалось установить, что контактные и полуразделенные системы имеют общую атмосферу и что атмосфера по крайней мере одного из компонентов простирается до достижения своей критической поверхности Роша, так что имеет место потеря массы и даже обмен массами между обеими звездами. Вуд (1950) указал на возможность скачкообразного изменения периода вследствие обмена массами. Даже разделенные системы, а у них оба компонента не достигают своих внутренних критических поверхностей Роша, могут показывать мощные выбросы вещества, что, по-видимому, имеет место у только что упомянутых звезд типа RS Гончих Псов. Обстоятельства, очевидно, сходны с теми, что мы уже описали у эруптивных двойных звезд, но в сильно уменьшенном масштабе; так как компонент, собирающий вещество, не является компактным объектом (белым карликом или нейтронной звездой), кинетическая энергия, освобождающаяся при падении вещества, не очень высока. На рис. 133 в качестве примера показана диаграмма *O—C* для W UMa с 1912 по 1932 г.

Встречаются объекты, длина периодов которых в течение всего промежутка времени, охваченного наблюдениями, постоянно уменьшается или увеличивается, что указывает на наличие постоянных потоков вещества. Это, вероятно, системы, находящиеся на стадии быстрой эволюции. Работа *Панчатсарам* и *Абхьянкara* (1982) содержит интересные диаграммы *O—C* таких объектов. Затменной звездой такого рода, известной наиболее давно, является система U Ser (B7V + G8III-IV), открытая еще в 1880 г.; у нее уже более 100 лет наблюдается постоянное увеличение периода (рис. 134).

Имеется много публикаций об обмене и потере массы в тесных классических двойных системах. У *Бэттена* (1973), *Сахаде* и *Вуда* (1978 г., гл. V) и в некоторых материалах сборника под редакцией *Гильденкерне* и *Веста* (1970) эти проблемы освещаются в основном с наблюдательной стороны; *Копал* (1978, гл. V) описывает прежде всего теоретические аспекты. В последнее время, благодаря спектральным наблюдениям с высоким временным разрешением для многочисленных затменных звезд в традиционной спектральной области (*Кайчук* и др., 1985) и в ультрафиолетовой области со спутников (*Петерс* и *Полиден*, 1984) удалось непосредственно доказать существование аккреционных процессов и даже аккреционных дисков.

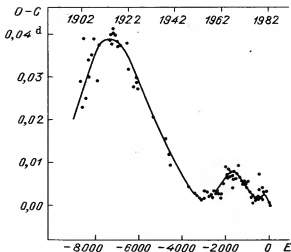


Рис. 133. Кривая  $O-C$  для W UMa (по Гамзаоглы и др., 1982)

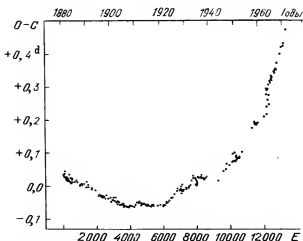


Рис. 134. Кривая  $O-C$  для U Сер по Бэттену (1973), дополнена по наблюдениям группы АКВ с 1973 г.

Еще Шнеллер (1960) стремился найти общее решение проблемы изменений периодов. Он проверил, насколько эти изменения могут быть объяснены механическими причинами, т.е. вращением линии апсид, эффектами светового уравнения, присутствием других тел. В табл. 44 даны результаты исследования 68 систем. Согласно этому исследованию, разделенные системы являются в среднем самыми стабильными. О причинах изменения периодов автор пишет, что они в самых редких случаях объясняются с помощью "простых модельных представлений". "Скорее создается впечатление, что изменения периодов являются следствием кратковременных, ка-



Таблица 44

Статистика изменений периодов затменных звезд

Возможные периоды	Разделенные системы	Полуразделенные системы	Контактные системы
Постоянные периоды, %	73	47	33
Переменные периоды, %	19	53	50
Сомнительные случаи, %	8	0	17
Число систем	26	30	12

тастрофических процессов". Кроме того, *Шнеллер* придерживается мнения, что диаграммы *O—C* обычно лучше представляются набором отрезков ломаной, чем кривыми. Интересным кажется и следующее высказывание: "Одновременно эти исследования показывают, насколько важным является непрерывное наблюдение как можно большего числа затменных звезд. Без привлечения многочисленных наблюдений минимумов, полученных усилиями астрономов-любителей, а точность временного разрешения этих наблюдений вполне достаточна для приближенного исследования, многие диаграммы обсуждаемых здесь звезд были бы до настоящего времени недостаточно полными".

Не исключено, что в некоторых случаях причинами изменений периодов являются не потоки вещества, а небольшие изменения структуры вторичного компонента (изменения радиуса до 3 % и/или перераспределение массы в звезде) (*Матис* и *Уитмайр*, 1983).

#### 4.1.6. Статистика

По причинам, указанным выше, амплитуды тесных контактных систем типа W Большой Медведицы составляют около  $0,7^m$ , если затмение является центральным. При частном затмении возможны все значения ниже максимального вплоть до границы обнаружимости. Последнее справедливо и для полуразделенных и разделенных систем, но теоретически у них могут встречаться сколь угодно большие амплитуды, так как вполне можно себе представить, что темный спутник полностью закрывает яркую звезду. В природе такого до сих пор еще не наблюдалось, но известно несколько случаев очень больших амплитуд. Например, в каталоге дан следующий интервал звездных величин в визуальных лучах: для RW Tau  $8,0-11,6^m$ , а для SS Cet  $9,4-13,0^m$ . Амплитуды более трех звездных величин встречаются редко. Максимальные амплитуды, насколько известно, вероятно, имеют V442 Cas ( $\approx 5^m$ ) и GK Vir ( $\approx 6^m$ ).

Для статистики более важной является величина  $D/P$  — отношение продолжительности минимума к длине периода. Эта величина почти идентична вероятности открытия переменной звезды, если не учитывать вторичные минимумы блеска звезд типа Алголя, чаще всего незначительные. Принимавшееся ранее среднее значение  $1/7$  заметно уменьшилось в результате открытия сложных случаев при систематических поисках. На основе

материала зоннебергских избранных площадок *Рихтер* нашел значение 0,123, с учетом вероятности открытия оно составляет 0,112. Но известен ряд случаев со значениями около 0,02, так что в среднем необходимо просмотреть 50 пластинок, чтобы обнаружить один минимум. Экстремальные значения известны для следующих объектов: HS Aur — 0,014, SW Nor и V1031 Ori — 0,013, HZ Car — предположительно 0,012 и, наконец, GK Vir — только 0,005!

Экстремальные значения периодов затменных звезд перечислены в табл. 45. Является ли указанный для AM CVn период, равный 17 мин, действительно орбитальным, в последнее время иногда ставится под сомнение (*Назер*, 1985). Компоненты систем AM CVn и GP Com предположительно являются белыми карликами. Переменность блеска, возникающая вследствие обмена массами, настолько сильна, что переменность из-за затмения вообще трудно обнаружить. Эти звезды обсуждаются в другом месте (разделы 3.1.3 и 3.1.5) среди эруптивных двойных звезд. В настоящее время самый короткий орбитальный период, равный всего 11 мин, найден для рентгеновского барстера 4U 1820–30 в шаровом скоплении NGC 6624, но этот объект обнаруживается только в рентгеновской области (см. разделы 3.1.7 и 5.1.2). Все без исключения известные затменные двойные звезды с периодами короче 0,2 суток относятся к эруптивным двойным звездам. У "настоящих" звезд типа Алголя до сих пор не было обнаружено периодов короче 0,3<sup>d</sup>, в то время как среди звезд типа W Большой Медведицы несколько таких случаев известно. Две звезды

Таблица 45

Экстремальные значения периодов у затменных звезд

Звезда	$A$ (m)	$P$	$D/P$	Сп.	Тип
Наименьшие периоды					
AM CVn	0,04V	0,0118 <sup>d</sup>		DB	Эруптивная двойная звезда
GP Com	0,1:	0,0319		DB	Тот же
CC Com	0,9V	0,2207			Звезда типа W Большой Медведицы
V523 Cas	0,8V	0,2337			Тот же
Наибольшие периоды					
e Aur	0,6V	9892 <sup>d</sup>	0,08	F0Ia	Звезды типа Алголя
VV Cep	0,6V	7430	0,078	M2Ia+ + B8	
V381 Sco	3,7pg	6545	0,102	A5Ia	
V383 Sco	2,4pg	4900	0,120	F0Ia	

$A$  — Амплитуда затменной кривой блеска

типа W Большой Медведицы с самыми короткими периодами также приведены в табл. 45. На рис. 169 показан ряд фотозлектрических наблюдений SS Com; очень короткий период был открыт на основе этих измерений (Венцель, 1967).

Некоторые объекты имеют периоды, значительно более длинные, чем  $\epsilon$  Aur, но у них факт наличия затменной переменности блеска окончательно еще не установлен. Звезда WY Gem (тип Lc) имеет орбитальный период около 80 лет и, согласно Каули (1970), является возможной затменной звездой. Мы уже обсуждали симбиотическую звезду R Aqr типа Миры Кита. Если Вильсон и др. (1981) правильно интерпретировали переменность ее блеска, R Aqr тоже является затменной переменной. В таком случае, каждые 44 года (16000 суток) аккреционный диск компактного спутника закрывает звезду типа Миры Кита на промежуток времени 6–7 лет, и мы наблюдаем у нее сильное ослабление переменности блеска типа Миры Кита. К затменным звездам с наибольшими периодами можно было бы отнести и звезду KQ Pup ( $P = 9752$  суток), но пока еще нет полной уверенности, что кроме переменности блеска за счет эффекта периастра (см. выше) вообще имеют место затмения. Среди систем с очень длинными периодами есть довольно интересные случаи, некоторые из них мы обсудим в следующем разделе.

#### 4.2. ПРИМЕРЫ НЕКОТОРЫХ ПРИМЕЧАТЕЛЬНЫХ ЗАТМЕННЫХ ЗВЕЗД

В этом разделе мы несколько подробнее обсудим некоторые объекты, либо потому что они давно известны и особенно основательно изучены и их сложная структура поэтому хорошо выявляется ( $\beta$  Lyr, Алголь), либо потому что они принадлежат к редким группам двойных звезд или представляют собой действительно исключительные случаи.

$\beta$  Лиры. Первое указание о существовании неперiodических изменений блеска у затменной звезды вообще было получено Гутником и Прагером (1917) благодаря фотозлектрическим измерениям звезды  $\beta$  Lyr (рис. 135). С тех пор актуальность системы  $\beta$  Lyr все больше увеличивалась.

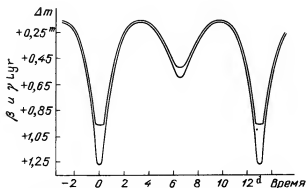


Рис. 135. Фотозлектрическая кривая блеска  $\beta$  Lyr по Гутнику

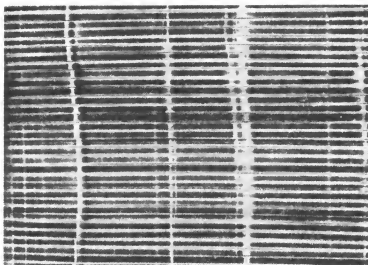


Рис. 136. 32 спектрограммы (негативы) звезды  $\beta$  Лyr, рассортированные по фазам. Спектрограммы сдвинуты таким образом, что абсорбционные линии яркого компонента пары располагаются точно друг под другом (это справедливо для большинства более слабых линий). Линии слабого компонента не видны. Некоторые линии, особенно сильные линии He I  $\lambda$  388,9 нм (довольно далеко слева), He  $\lambda$  397,0 нм (справа от середины) и He I  $\lambda$  402,6 нм (далеко справа), показывают волнообразное движение вследствие эффекта Доплера; они не следуют орбитальному движению яркого компонента. Эти линии образуются в протяженной, расширяющейся газовой оболочке, окутывающей двойную систему; положение в принципе "неподвижной" межзвездной линии CaII (это резкий спутник около сильной абсорбционной линии чуть-чуть слева от середины рисунка) тоже меняется, что зеркально отражает орбитальное движение яркого компонента вокруг центра масс системы (по Струве, 1957)

В главном минимуме появляются эмиссии, возникающие в общей атмосфере над более яркой звездой, в то время как атмосфера более слабой звезды, в этот момент более близкой к наблюдателю, образует линии поглощения. Объект  $\beta$  Лyr является системой, в которой более слабый компонент является массивной звездой малой светимости и трудноопределяемого спектрального класса (данные колеблются от A7 до B5). Другой, более яркий, но менее массивный компонент имеет спектральный класс B8 (рис. 136). Массы определены неуверенно, значения большие: согласно одному источнику 2 и 11, согласно другому источнику 13 и 23 масс Солнца. По современным представлениям более массивная звезда окружена аккреционным диском, он является источником эмиссионных линий водорода и CIV и вращается со скоростью 300 км/с. С компонента спектрального класса B8 вещество перетекает в диск. Оба объекта окружены общей газовой оболочкой, расширяющейся со скоростью до 170 км/с и являющейся источником других эмиссионных линий (рис. 137). Рис. 138 дает схематическое представление процессов затмений (слева в главном минимуме, справа во вторичном минимуме). Мы еще далеки от полного понимания системы  $\beta$  Лyr.

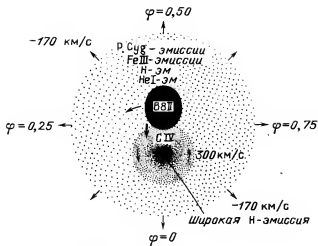


Рис. 137. Модель звезды  $\beta$  Лут (по Сахаде и Вуду)

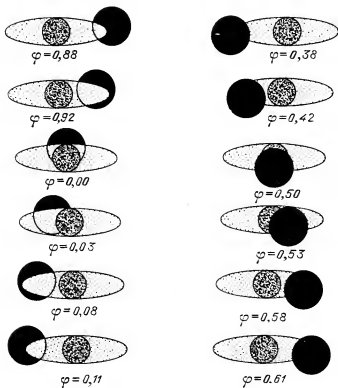


Рис. 138. Вид системы  $\beta$  Лут с Земли (схематично) в различных фазах  $\varphi$  кривой блеска (по Брауну и Хуангу, 1977)

**Алголь.** Алголь может служить примером для демонстрации разных причин изменений периода (рис. 139). Довольно сложная формула Чандлера, по которой предвычислялись минимумы на рубеже этого столетия, уже в 1915 г. давала ошибку, равную двум часам. По опыту со звездами типа Миры Кита при наблюдениях Алголя вначале не было другой возможности, как пользоваться "мгновенными элементами". Но объяснить явление никак не удавалось. Астрономическая литература за последнее десятилетия, касающаяся специально Алголя, настолько обширна, что здесь может быть дан только краткий обзор.

Как изложено в разделе 4.5.1, тремя возможными причинами периодических изменений периода могут быть: вращение линии апсид, эффекты светового уравнения, движение вокруг еще одного центра гравитации. Предполагающее наличие третьего тела. Вначале выясним, что необходимо объяснить. Основной период Алголя равен  $2.86731^d$ . В 1948 г. *Эгген* нашел еще три периода. Первый 1.873 года, был уже определен *Маклаффином* на основе измерений лучевых скоростей. Второй, 188.4 года, тоже можно было считать надежно установленным, и третий, 32 года, можно было бы приписать вращению линии апсид. Создается впечатление, что два других периода связаны с орбитальными движениями так, как если бы система Алголя состояла из четырех звезд следующих масс: 5 и  $1M_{\odot}$  (затмненная пара), 1,2 и  $3,8M_{\odot}$ . После того как *Лейтен* высказал свои сомнения по поводу предположения о вращении линии апсид, считая необходимым для этого период намного длиннее данного, *Павел* (1949) попробовал объяснить все несоответствия орбитальными движениями и эффектами светового уравнения. Для этого ему было необходимо привлечь четыре возмущающих тела, так что система Алголя должна была бы состоять из шести компонентов. Еще ранее *Феррари* предположил наличие пяти компонентов и в дальнейших исследованиях развивал эту гипотезу приблизительно одновременно с *Павелом* (*Феррари*, 1950).

Ввиду этих обстоятельств трудно было воздержаться от определенных сомнений, вначале обоснованных скорее эмоционально. Сомнения в пра-

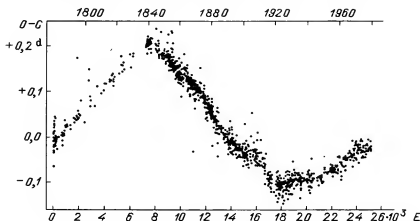


Рис. 139. Кривая  $O-C$  для Алголя по *Шнеллеру* (1962), дополнена новыми данными (в основном по наблюдениям групп BBSAG и АКВ)

вильности гипотезы многих тел опирались на следующие факты. Во-первых, явления, подобные наблюдаемым у Алголя, обнаружены и у других затменных звезд, притом и у ярких, которые могут быть исследованы детально и всесторонне (примерами являются  $\beta$  Лу и  $\lambda$  Тау). Во-вторых, согласно указаниям ряда исследователей, у Алголя, по-видимому, имеют место также скачкообразные изменения периода, а их невозможно объяснить только небесно-механическими процессами, указанными выше. Таким образом, и у Алголя — полуразделенной системы — мы имеем пример непериодических изменений (см. раздел 4.5.2) вследствие обмена массами.

Сейчас предполагается, что Алголь в действительности состоит только из трех объектов: затменной пары Алголь А (спектр В8V, абсолютная величина  $-1.0^m$ ) и Алголь В (вероятно, субгигант G—K, абсолютная величина  $+2.7^m$ ) с орбитальным периодом 2.87 суток и звезды Алголь С (возможно, A7V,  $1.7^m$ , абсолютная величина  $+2.2^m$  — данные согласно Боннэ, 1979). Алголь С и тесная пара АВ обращаются с периодом 1.86 года вокруг общего центра масс. Действительно, во время главного минимума короткое время наблюдается много узких линий поглощения, принадлежащих Алголю С. Существование Алголя В недавно тоже удалось доказать спектрально — с помощью самой современной техники удалось обнаружить принадлежащий этому компоненту хорошо известный дублет натрия (Томкин и Ламберт, 1978). Все остальные периодичности — кажущиеся, на самом деле изменения носят непериодический характер. Сахаде и Вуд (1978) сравнили введение четвертого, пятого и шестого компонентов с той, в некотором отношении похожей ситуацией, имевшей место в прошлом, когда провалили "спаси" птолемеевскую теорию посредством ведения все большего числа эпициклов.

Несколько лет тому назад стало известно, что Алголь является радио- и рентгеновским источником. Будущее покажет, являются ли эти наблюдения указанием на "звездную активность" аналогично солнечной активности, только на много большего масштаба.

Подробное описание системы Алголя дано у Сахаде и Вуда (1978, гл. 10); см. также Рёссигер (1987).

**V444 Лебедя и CV Змеи.** В 1940 г. Гапошкин открыл звезду типа Алголя V444 Суг с периодом 4.2 суток и малой амплитудой ( $8.3 - 8.6^m$ ). Система интересна тем, что один ее компонент является звездой типа Вольфа — Райе (WN 5), а другой — звездой O6. Среди звезд WR (см. раздел 3.4.4) встречается много спектральных двойных и предстоит еще решить вопрос, существуют ли вообще одиночные звезды типа WR. Вопрос можно было бы решить с помощью статистики, если бы было известно общее число всех затменных звезд среди WR-звезд. Кроме того, на основе точного анализа кривых блеска и спектральных наблюдений затменных звезд типа WR можно получить информацию о физических параметрах этих пекулярных объектов, природу которых так трудно понять. К сожалению, пока известно только восемь звезд типа Вольфа — Райе, которые с некоторой уверенностью можно считать затменными двойными. Ни у одной из них не наблюдается центрального затмения, так что результаты являются довольно неуверенными. Но уверенно установлено, что массы объектов довольно высоки. Лучшее всего изученной системой является пока V444 Суг. Согласно Крону и Гордону, диаметр звезды O6 в 4.5 раза больше диаметра звезды WN 5.

Массы (неуверенные) составляют  $10M_{\odot}$  для звезды типа Вольфа – Райе и  $26M_{\odot}$  для звезды спектрального класса O. Кроме того, ядро звезды типа WR окружено внутренней светящейся оболочкой и внешней электронной оболочкой (рис. 140).

Семью другими известными системами с компонентами типа Вольфа – Райе являются EZ CMa, CQ Ser, CX Ser, GP Ser, V1696 Cyg,  $\theta$  Mus, CV Ser. Вторичными компонентами первых двух из перечисленных систем, вероятно, являются нейтронные звезды (Скарф и др., 1986).

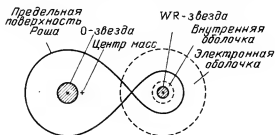


Рис. 140. Модель звезды V444 Cyg по Сахаде (1980)

CV Ser является затменной звездой с периодом 29,7 суток. До 1963 г. ее блеск колебался с переменной амплитудой от 9,7 до  $10,4^m$ . Но в 1970 г. переменность не смогли обнаружить вообще! Каули и др. (1977) предположили, что когда наблюдалась переменность, происходило затмение не звезды (которая не могла ведь просто раствориться), а какого-либо светлого вещества между звездами.

Подробно этот очень интересный объект описан у Сахаде и Вуда (1978, с. 93) и у Сахаде (1980, с. 46); см. также Цесевич (1971, с. 256), Бэттен (1973, с. 51) и Шилая (1986).

С некоторых пор двойные звезды с компонентами типа WR известны в качестве рентгеновских источников (см., например, Сандерс и др., 1981).

**V471 Тельца.** Эта звезда является членом скопления Гиад; затменная переменность с периодом чуть более 0,52 суток открыта Нельсоном и Янгом (1970, 1976). Кривую блеска этой системы невозможно отнести к одному из основных типов — Алголя,  $\beta$  Лут или W UMa (рис. 141). Внешние она скорее напоминает кривую блеска звезды типа RR Лиры с горбом на нисходящей ветви. Амплитуды в визуальной, синей и ультрафиолетовой областях составляют, соответственно, 0,3, 0,4 и  $0,65^m$ .

На основе анализа спектральных данных названные авторы указывают, что это затменная система, состоящая из звезды спектрального класса K0 ( $0,7M_{\odot}$  и  $0,8R_{\odot}$ ) и горячего белого карлика ( $0,7M_{\odot}$  и 1,3 радиуса Земли). Периодическая составляющая переменности в визуальной и синей спектральных областях почти полностью вызывается деформированной приливными силами звездой K0. Ее повернутая к белому карлику сторона сильно разогрета. Переменность блеска вследствие затмения хорошо видна только в ультрафиолетовой области (рис. 141). Вторичного минимума нет. Спуск к главному минимуму длится 55 с (!), продолжительность главного минимума составляет 47 мин. В кривой блеска и периоде имеют место нерегулярности в форме передвигающихся волн, вероятно, являющихся



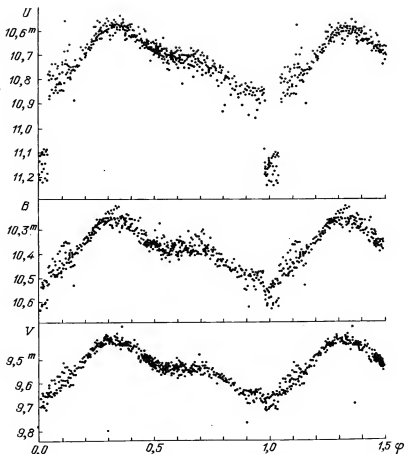


Рис. 141. Кривая блеска звезды V471 Тау в полосах U (наверху), B (в середине) и V (внизу) по Нельсону и Янгу (1970)

указанием на активные области на звезде, с которым мы уже познакомились у звезд типа RS Гончих Псов (Эврен и др., 1986).

Эта система во многом напоминает звезды типа U Близнецов с той разницей, что не наблюдается значительного обмена массами. Согласно предположению некоторых авторов, этот объект является предшественником звезды типа U Близнецов. Херцог (1986) считает даже возможным, что V471 Тау и новая 396 г. являются одним и тем же объектом.

V471 Тау обсуждается также в работах Гамзаоглы (1981) и Ручинского (1981). Родственными объектами могут являться AA Dor (Конти и др., 1981), UX CVn, GK Vir (Пачинский, 1980) и уже описанные в разделе 3.4.3 UU Sge и V477 Lyr.

W Змеи. Эта переменная, открытая в 1907 г. мисс Кеннон, также имеет совершенно деформированную кривую блеска. Хотя на кривой блеска

есть глубокий главный минимум, она только отдаленно напоминает звезду типа Алголя. Вместо участка яркого нормального блеска наблюдается три максимума блеска у фаз 0,12, 0,55 и 0,90; кроме этого, на кривой заметны сильные нерегулярности. Период не постоянный, он ежегодно увеличивается на 15 с! Элементы кривой блеска следующие:

$$\text{Min} = 2426625,493 + 14,15486^d E + (3,140^d \cdot 10^{-6}) E^2 + (1,432^d \cdot 10^{-9}) E^3.$$

Это увеличение периода указывает на нестабильное состояние системы и сильные эффекты эволюции.

Согласно современным представлениям, система является полуразделенной. Она состоит из гиганта класса F4, не заполняющего свою полость Роша (это главный компонент, около  $5R_{\odot}$ ) и собирающего вещество, вытекающее с поверхности вторичного компонента малой светимости (может быть, гиганта ранних подклассов спектрального класса M и радиуса около  $3,5R_{\odot}$ ), переполняющего свою полость Роша. Промежуточное накопление вещества происходит во вращающемся газовом диске, окружающем главный компонент. Вся система окружена тонкой газовой оболочкой. Главный минимум является следствием частного затмения F-звезды.

Основным в последующих рассуждениях является то, что первичный компонент, возможно, имеет скорость вращения порядка 250 км/с. Быстро вращающаяся звезда нестабильна в отношении приливных сил. В нашем случае возмущающим спутником, оказывающим приливное действие, является M-гигант. Вследствие этого существует два газовых потока, расположенных на противоположных сторонах поверхности первичного компонента. Один поток возникает на стороне, повернутой к холодному компоненту, другой — на противоположной стороне (аналогично Земле: приливное действие Луны максимально в тех местах поверхности земного шара, в которых Луна наблюдается либо в зените, либо в надире). Оба газовых потока движутся над первичным компонентом в направлении вращения и приблизительно через 1/4 оборота снова достигают поверхности. Вследствие орбитального движения потоки видны с Земли в разных положениях и, так как они вносят заметный вклад в общий блеск системы, придают кривой блеска необычную форму. Упомянутое выше поярчение у фазы 0,55 объясняется газовым потоком в "надире". Два других, более слабых поярчения у фаз 0,90 и 0,12 объясняются потоком на противоположной стороне. Максимальное поярчение от этого потока должно было бы быть у фазы 0,05, но поток частично затмевается вторичным компонентом и максимум делится на две части.

Если эти модельные представления (Ван Хоутен, 1981) правильны, возникает вопрос, откуда берется такое быстрое вращение первичного компонента, ведь вследствие приливных сил ожидается скорее торможение звезды. Одно из возможных объяснений состоит в том, что в случае очень сильного притока вещества со стороны вторичного компонента передача орбитального импульса вращения превышает действие приливного торможения.

Похожий случай мы имеем у DL Vir, но здесь кривая блеска деформирована не так сильно. Неплохо исследованными родственными, хотя и менее экстремальными объектами, которые в последнее время иногда называют неудачным термином "серпентиды", являются U Ser (рис. 134,

см. Бэттен и Плавец, 1983; Баддинг, 1985; Струнат и др., 1985) и возможно, V361 Луг, тоже имеющая деформированную кривую блеска (Андронов и Рихтер, 1987).

Не исключено, что существуют непрерывные переходы между такими звездами, с одной стороны, и звездами типа RS Гончих Псов и определенными группами симбиотических звезд, с другой стороны.

ε Возничего. Переменность звезды была открыта в 1821 г. кведлинбургским пастором Фричем, но только в 1903 г. Людendorff нашел, что она является затменной переменной с необычайно длинным периодом (около 27 лет). Минимумы блеска до сих пор наблюдались в 1821, 1847/48, 1874/75, 1901/02, 1929, 1956 и 1983 гг. Вторичный минимум не обнаруживается даже фотозлектрически. Амплитуда в визуальной области составляет  $0,63^m$  ( $3,23^m - 3,86^m$ ). Форма и ширина минимумов меняются (рис. 142). Уменьшение и увеличение блеска занимает в среднем до 197 суток, фаза покоя в минимуме — 360 суток, так что общая продолжительность минимума  $D = 754^d$ . Из обширной литературы мы хотим выделить следующее. Независимо от затмений блеск звезды подвержен колебаниям до  $0,2^m$ . Поведение спектральных линий и лучевой скорости во время минимумов задает загадки. Более яркая звезда (так называемый первичный компонент, затмеваемый во время минимумов блеска) является сверхгигантом спектрального класса F0epIa с абсолютной визуальной величиной около  $-7^m$ . Диаметр сверхгиганта составляет около 150 диаметров Солнца. Находясь на месте Солнца, он бы поглотил Землю!

Очень удивительно, что затмеваящий, вторичный компонент просто так не обнаруживается ни фотометрически, ни спектрально, хотя на основе геометрии кривой блеска он должен иметь диаметр, по крайней мере в 10 раз превышающий диаметр первичного компонента! Наблюдаемый блеск системы является блеском звезды меньшего размера! Хотя затмение является центральным, ослабление блеска составляет только около 50 %. Это в свое время привело к заключению о полупрозрачности затмеваящей звезды. На основе наблюдаемого влияния вторичного компонента на видимую звезду оба объекта должны иметь приблизительно одинаковые массы. Приводимые в литературе значения лежат в интервале от 4 до  $14 M_{\odot}$ . Возникает вопрос, почему объект такой большой массы не "светит". Часто

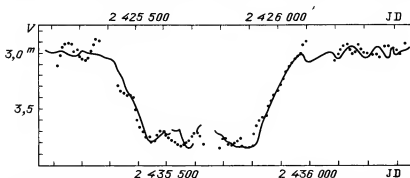


Рис. 142. Форма минимумов при затмениях звезды ε Aur (по Гильденкерне, 1970); линия — наблюдения 1955–1957 гг.; точки — 1928–1930 гг.

высказывалось предположение, что темный компонент является инфракрасной звездой, но длинноволнового излучения обнаружить не удавалось. Предполагалось также наличие огромного метеоритного облака, но его стабильность было трудно объяснить. В других моделях привлекалась черная дыра, окруженная полупрозрачным диском из пыли и газа. Но в таком случае должно было бы наблюдаться рентгеновское излучение. Так все модели приходили в противоречие с наблюдениями.

Наблюдение минимума блеска в 1982–1984 гг. с помощью современной техники по крайней мере частично приоткрыло занавес тайны вокруг этого странного объекта. Кроме того, с помощью наблюдений в инфракрасной (Бекман и др., 1985) и в ультрафиолетовой спектральных областях (Партасарати и Ламберт, 1985) действительно удалось обнаружить невидимый вторичный компонент. Это полностью непрозрачное, теплое тело с температурой около 500 К и горячим ядром.

Согласно современным представлениям, вторичный компонент состоит из массивного центрального тела, окруженного темным диском вещества из пыли и щебня (все-таки своего рода метеоритное облако!). Диаметр диска составляет около 10 а.е. ( $\approx 1,5 \cdot 10^9$  км). Толщина диска должна быть по крайней мере 1 а.е., и мы должны видеть его с ребра, в противном случае мы могли бы видеть центральное тело. Во время затмения диск ребром проходит перед видимой звездой и свет ослабляется только наполовину не из-за того, что затмевающее тело полупрозрачно, как предполагалось раньше, а потому что диск достаточно тонкий и не в состоянии закрыть звезду полностью.

Остается еще решить загадку указанной низкой температуры диска. Если бы центральное тело диска было нормальной звездой с минимальной массой  $4M_{\odot}$ , его излучение должно было бы быть достаточно сильным, чтобы разогреть диск до температуры более 1000 К и даже испарить или разогнать его. По известным причинам (превышение критического значения массы) оно не может быть белым карликом или нейтронной звездой. Возможно, решение загадки низкой температуры диска заключается в том, что в его центре находится тесная двойная звезда. А две звезды двух солнечных масс обладают только одной восьмой частью болометрической светимости одиночной звезды четырех масс Солнца. Если это представление верно,  $\epsilon$  Aug является не двойной, а тройной системой. (Мы уже сталкивались с тройными системами в связи с обсуждением явления вращения линии апсид. Там мы имели взаимное затмение компонентов тесной пары, в то время как третий компонент играл роль возмущающего тела.)

Желая быть краткими, мы очень упрощенно описали современное представление о  $\epsilon$  Aug. Подробное описание можно найти у Макрорберта (1985). Другие интересные работы, в которых обсуждается также предположительный космогонический статус  $\epsilon$  Aug и из которых видно, что загадка объекта до конца еще не разгадана, опубликовали Стенсел (1985), Ламберт и Сойер (1986) и Сайто и др. (1987).

§ Вознижего. Эта система, затменная переменность блеска которой известна с 1931 г., оказалась очень "неравной парой", но по-другому, чем  $\epsilon$  Aug. Здесь большая звезда представляет собой сверхгигант спектрального класса K4, меньшая — звезда главной последовательности спектрального класса B7. Станным представляется соотношение радиусов:

диаметр В-звезды составляет только 1/40 часть диаметра К-звезды; К-звезда имеет радиус около  $200 R_{\odot}$ , В-звезда — около  $5 R_{\odot}$  (Чепмен, 1981). Массы тоже большие: К-звезда может иметь массу  $22 M_{\odot}$ , В-звезда —  $10 M_{\odot}$ . Период равен  $972,16^d$ , интервал переменности блеска  $5,0-5,6^m$ . Орбита довольно эллиптическая ( $e = 0,4$ ). Подробное описание системы дается в обзоре Сахаде и Вуда (1978, с. 121) и у Чепмена (1981).

Большое значение  $\xi$  Aug для астрофизики заключается в следующем. В-звезда, являясь очень маленькой по сравнению с К-звездой, на нисходящей и восходящей ветви затмения просвечивает далеко простирающуюся атмосферу К-звезды. Таким образом, анализируя дополнительные линии поглощения в спектре В-звезды, удалось довольно точно прозондировать атмосферу сверхгиганта спектрального класса К. К сожалению, частная фаза длится только 0,8 суток.

Наблюдения эмиссионных линий высокого возбуждения, особенно со спутником IUE ("International Ultraviolet Explorer"), указывают на интенсивный обмен массами между обоими звездными компонентами. Согласно Чепмену (1981, 1982), звезда спектрального класса К теряет около  $2 \cdot 10^{-8} M_{\odot}$  в год из-за звездного ветра. Часть этой массы ( $\approx 4 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$  в год) улавливается звездой спектрального класса В. Мнения о способе обмена массами расходятся. Согласно Ахмаду (1986), обмен происходит непосредственно через "аккреционный столб"; Че-Боненштегел и Раймерс (1986) считают, что обмен происходит посредством промежуточного накопления вещества в "аккреционном диске".

В противоположность  $\epsilon$  Aug, здесь большая звезда оптически обнаруживается (блеск обеих звезд приблизительно одинаков), во время полного затмения видна только она. Кроме  $\xi$  Aug известны и другие системы типа Алголя, состоящие из сверхгиганта спектрального класса К и звезды спектрального класса В:

QS Vul = 22 Vul ( $P = 249^d$ ;  $6,2-6,35^m$  pg).

V695 Cyg =  $\sigma^1$  Cyg = 31 Cyg ( $P = 3784^d$ ;  $4,9-5,3^m$  pg),

V1488 Cyg =  $\sigma^2$  Cyg = 32 Cyg ( $P = 1148^d$ ;  $5,3-5,6^m$  pg).

Система V695 Cyg имеет экстремально короткую относительную продолжительность минимума, составляющую только 1,7 % длины периода.

**VV Цефея.** У этой затменной системы, открытой в 1908 г. Кеннон, тоже звезда спектрального класса В вращается вокруг сверхгиганта, но спектрального класса М2. Период составляет 7430 суток = 20,4 года, интервал звездных величин  $6,6-7,4^m$  (pg). Параметры сравнимы с данными для  $\xi$  Aug, кроме радиусов. Они у этой системы еще больше. Оценки масс для звезд М и В — соответственно 18 и  $20 M_{\odot}$ , радиусы составляют 1600 и  $13 R_{\odot}$ , а абсолютные величины равны соответственно  $-4$  и  $-2,3^m$ . Звезда класса М, если бы ее поместить на место Солнца, простиралась бы дальше орбиты Марса. Это звезда с наибольшим известным радиусом. Обе звезды окружены общей тонкой газовой оболочкой, в которой образуются запыленные линии. Кроме того, В-звезда имеет кольцеобразную оболочку (Мелленхоф и Шайферс, 1978). Продолжительность всего затмения  $D = 1,3$  года, продолжительность фазы полного затмения  $d = 1,2$  года. Исследование свойств системы затрудняется из-за физической переменности

компонента М. Он является переменной типа SRc с длиной цикла 118 суток и амплитудой  $0,3^m$  (согласно *Мак-Куку* и *Гинану*). Дополнительную информацию об объекте можно найти у *Сахаде* и *Вуда* (1978, с. 126). Кривая блеска и значения расстояния приведены у *Ван де Кампа* (1978). На эту систему похожа система AZ Cas ( $11,0-11,8^m$  pg;  $P = 3404^d$ ; спектры  $MOeIb + BOV$ ,  $e = 0,55$ ), несправедливо обделенная вниманием.

Известен целый ряд систем "типа VV Цефея", состоящих из неправильного или неправильного переменного сверхгиганта спектрального класса М и звезды главной последовательности спектрального класса В. Все они имеют очень длинные орбитальные периоды (как, например, упомянутые WY Gem и KQ Pup) и являются источниками радиоизлучения (*Хельминг*, 1985). Но только некоторые из них оказываются затменными переменными. Заметим, что знаменитая незатменная Ic-звезда Антарес ( $\alpha$  Sco), имеющая очень большой орбитальный период, 878 лет, относится к этой группе объектов.

#### 4.3. ЗАКЛЮЧИТЕЛЬНЫЕ ЗАМЕЧАНИЯ ОБ ЭВОЛЮЦИИ ДВОЙНЫХ ЗВЕЗД

Мы уже указывали, что использовавшееся ранее разделение переменности блеска звезд на физически и геометрически обусловленную в основном утратило свои основания. Как мы могли убедиться, не только у контактных и полуразделенных систем, но даже у разделенных систем могут иметь место потоки вещества, протяженные оболочки и возмущения в фотосфере. За всеми исследованиями стоит вопрос: как это вообще возможно, что две звезды, находящиеся на очень разных стадиях эволюции, могут принадлежать одной системе? Исключительно удачным примером является хорошо известный Сириус. Этот вопрос, вообще говоря, не относится к кругу проблем, которые здесь рассматриваются, хотя в случае зрелых двойных звезд (раздел 3.1), для которых на него особенно трудно ответить, мы этого вопроса уже касались. Необходимо указать на следующие два обстоятельства. Во-первых, скорость эволюции звезды, например, время пребывания звезды на главной последовательности, очень сильно зависит от массы. Чем больше масса, тем быстрее эволюция. В области самых распространенных масс скорость эволюции может различаться в сто раз. Во-вторых, как только один из компонентов вследствие своей эволюции расширится и заполнит свою внутреннюю критическую поверхность, важную роль начинает играть обмен массами. После пионерских работ *Киппенхана* и сотрудников (*Киппенхан*, *Коль* и *Вайгерт*, 1967; *Киппенхан* и *Вайгерт*, 1967 и другие работы), удалось достичь принципиального понимания процессов эволюционного развития двойных звезд, в распоряжении имеется обширная литература. Из более новых работ следует указать обзоры *Бэттена* (1973, гл. 10), *Пачинского* (1971), несколько докладов в материалах симпозиума № 73 МАС (1976), работы *Сахаде* и *Вуда* (1978, гл. 7), *Плавеца* (1982) и *Дюрбека* (1984а).

Следует еще указать, что в широких двойных системах (например, так называемых визуальных двойных звездах) один или оба компонента могут быть в соответствии со своей стадией эволюции переменными звездами разных типов (Т Тельца,  $\delta$  Цефея и других), список дают *Пруст* и др. (1981). Положение сравнимо с ситуацией в звездных скоплениях; переменные в скоплениях рассматриваются в следующей главе.

## ГЛАВА 5

### ДОПОЛНЕНИЕ К КЛАССИФИКАЦИИ

#### 5.1. ПЕРЕМЕННЫЕ В ЗВЕЗДНЫХ СКОПЛЕНИЯХ

##### 5.1.1. Рассеянные скопления

Долгое время придерживались мнения, что рассеянные, т.е. не шаровые, а так называемые галактические звездные скопления, содержат очень мало переменных звезд. Это мнение было пересмотрено, особенно после очень важной статьи *Холопова* (1956). Его трудно бы было сохранить и с точки зрения звездной эволюции, так как есть все основания предполагать, что скопление в первом приближении будет содержать переменные, которые по возрасту и стадии эволюции соответствуют членам скопления. Действительно, в очень молодых скоплениях находят многочисленные звезды типа Т Тельца и родственных типов. А среди маломассивных звезд "нормальных" рассеянных скоплений, например Плеяд, содержится бесчисленное множество вспыхивающих звезд, их очень трудно обнаружить. Этим проблемам *Гётц* посвятил целый ряд работ (*Гётц*, 1973 — здесь содержатся ссылки на более ранние публикации; 1980а, 1981). В них проведены статистические исследования эволюционно молодых переменных (раздел 3.3) и других переменных для решения вопросов о возникновении, структуре и эволюции рассеянных скоплений (например, NGC 2264, Плеяд, Яслей).

Отвлечемся от самых молодых переменных звезд. Тогда число переменных в скоплении увеличивается с числом звезд скопления. Если принять, что среди звезд поля вблизи Млечного Пути на 400 нормальных звезд приходится одна известная переменная звезда (раздел 6.2), получим удовлетворительное согласие с результатами по рассеянным скоплениям. Списки возможных переменных в скоплениях подготовила *Попова* (1975). Детали работы не опубликованы, но, согласно ее данным, 2253 известных переменных звезды лежат в окрестностях 362 рассеянных скоплений, а именно находятся внутри круга, радиус которого равен пяти радиусам соответствующего скопления. Табл. 46 дает относительную плотность переменных

Таблица 46

Относительная плотность переменных в рассеянных скоплениях

Зона, радиусы скопления	0-1	1-2	2-3	3-4	4-5
Относительное число	1	0,47	0,39	0,32	0,29

Таблица 47

Переменные в рассеянных скоплениях

Тип	Количество переменных	Количество скоплений
RR Лиры	3	2
$\delta$ Цефея	5	5
Алголь	13	11
$\beta$ Лиры	2	2
Неклассифицированные затменные звезды	8	6
Звезды типа Миры	3	2
Полуправильные, медленные неправильные	6	6
Неправильные	13	7
Тип неизвестен, быстро меняющиеся	14	13
RV Тельца	1	1

в зависимости от расстояния до центра. Для внутренних областей автор получила в среднем по 2,5 переменных звезды на скопление. Это в два раза больше, чем следует на основе работы *Холопова* (1956), содержащей более ранние данные. Табл. 47, составленная по данным работы *Холопова*, отражает распределение переменных разных типов на основе знаний того времени. *Попова* и *Крайчева* (1984) опубликовали список затменных звезд в рассеянных скоплениях из работы *Поповой*, дополнив его спектральными двойными, в списке несколько сот объектов.

Конечно, материал, в котором в качестве критерия используется только видимое расстояние от центра скопления, содержит не относящиеся к скоплениям звезды поля. Например, звезды типа RR Лиры в табл. 47, вероятнее всего, относятся к звездам поля. В непосредственных окрестностях скоплений не встречаются новые, звезды типа U Близнецов и родственные им звезды. С другой стороны, подчеркнем наличие короткопериодических затменных звезд в старых скоплениях M 67 и NGC 188 (например, *Куручкин*, 1960; *Гоффмейстер*, 1964; *Калужный* и *Шара*, 1986) и присутствие в общем случае большого числа переменных типов  $\delta$  Щита (раздел 2.1.4) и ВУ Дракона (раздел 3.7.1). В разделе 2.1.2 мы уже объяснили значение рассеянных скоплений для установления нуля-пункта соотношения период — светимость звезд типа  $\delta$  Цефея по звездам этого типа в скоплениях (см. табл. 7).

Рекомендуем подробный современный обзор переменных звезд в рассеянных звездных скоплениях, сделанный *Гётцем* (1987).

### 5.1.2. Шаровые скопления

При рассмотрении звезд типа RR Лиры (раздел 2.1.3) мы уже указывали, что такие переменные находят во многих шаровых скоплениях. Их часто называют даже "переменные скоплений" (cluster type variables) (рис. 143). Как указано там же, встречаемость этих переменных в шаровых скоплениях зависит от разных параметров и пока еще не всегда полностью понятным образом отражает стадию эволюции соответствующего скопле-





Рис. 143. Шаровое скопление М 3. Нанесены положения переменных звезд типа RR Лир по каталогу Сойер-Хогг (1973)

ния, аналогично ситуации в рассеянных скоплениях. Переменные звезды других типов находят в гораздо меньшем количестве.

Следующие ниже высказывания в основном опираются на третий каталог переменных звезд в шаровых скоплениях Сойер-Хогг (1973) и на работу Розино (1978), содержащую основательное обсуждение этого материала.

Согласно статистическим данным (цитируем Сойер-Хогг, см. рис. 144), на 1972 г. "в 108 из общего числа около 130 шаровых скоплений Галактики были проведены поиски переменных звезд. Найдено 2119 переменных звезд. В большинстве скоплений встречаемость невелика. Из 108 исследованных скоплений, только в 11 найдено более чем по 50 переменных звезд, в 81 скоплении найдено менее чем по 20 переменных. По данным

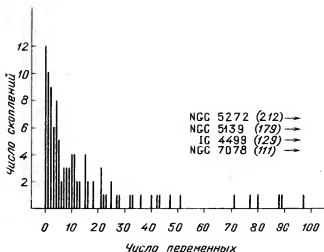


Рис. 144. Численность переменных звезд в шаровых скоплениях (состояние на 1972 г.) по Сойер-Хогг (1973)

каталога чаще всего встречающееся число переменных в скоплении равно нулю. Действительно, в тринадцати скоплениях не удалось найти ни одной переменной. В десяти скоплениях найдено только по одной переменной звезде. Мнение о высокой частоте переменных звезд в шаровых скоплениях, именно звезд типа RR Лиры, можно также прокомментировать указанием на огромное число постоянных звезд в таких скоплениях — от 50 тысяч до 50 миллионов.

В первой части табл. 48 приведены шаровые скопления, содержащие более 35 звезд типа RR Лиры; во второй части перечислены богатые скопления, содержащие мало или вообще не содержащие звезд типа RR Лиры (по Розино, 1978, дополнено по Сойер-Хогг, 1973). Распределение по типам переменности дано только для уверенных случаев.

По-видимому, самым богатым переменными звездами скоплением является М 3 (212 переменных звезд), за ним следуют  $\omega$  Cep (179) и IC 4499 (129 уверенных и 41 заподозренных случаев, скопление расположено вблизи южного полюса неба). Относительная встречаемость, вычисленная с учетом общего числа звезд в соответствующем скоплении, выглядит по-другому. Если предположить, что общее число звезд в шаровом скоплении пропорционально его светимости, выраженной абсолютной звездной величиной  $M_v$ , получаем, что, например, NGC 5053 ( $M_v = -6,1^m$ ) в 44 раза беднее звездами, чем  $\omega$  Cep ( $M_v = -10,2^m$ ), так как  $10^{0,4 \cdot (10,2 - 6,1)} \approx 44$ . Первое содержит 11, второе — 179 известных переменных. Поделив на 44, получим, что относительная встречаемость переменных звезд в  $\omega$  Cep — скоплении с большим числом открытых переменных звезд, примерно в 2,7 раза ниже, чем в малоизвестном скоплении NGC 5053 (по Кукаркину, 1972)!

Таблица 48

## Переменные в шаровых скоплениях

Скопление	Всего переменных	Количество по типам				Другие важные типы
		RR	% RR	CW	SR + L	
5272 (M 3)	212	182	86	1	3	1 EW
5139 ( $\omega$ Cen)	179	142	79	6	8	3 E
IC 4499	129	112	87			
7078 (M 15)	111	74	67	3		
5904 (M 5)	97	90	93			1 UG
6266 (M 62)	89	74	83			
3201	88	83	94			
6715 (M 54)	80	63	79	1	2	2 E
6402 (M 14)	77	40	52	5		1 N
7006	71	67	94		2	
6934	51	44	86			
5024 (M 53)	47	33	70	1	2	
6121 (M 4)	43	41	95		2	
4590 (M 68)	42	37	88			
2419	41	36	88	1	4	
6981 (M 72)	40	39	98			
104 (47 Tuc)	28	2	7		7	3 мириды
6205 (M 13)	11	3	27	3	3	
6218 (M 12)	1	0		1		
6254 (M 10)	4	0		2		
6356	10	0				1 мирида
6637 (M 69)	8	0				
6838 (M 71)	4	0			1	1 E

В шаровых скоплениях встречаются следующие типы переменных звезд:

Звезды типа RR Лиры,  $P < 1^d$  (RR)

Звезды типа W Девы,  $1^d < P < 20^d$  (CW)

Звезды типа RV Тельца

Желтые и красные полуправильные (SR)

Звезды типа Миры Кита

Медленные неправильные красные гиганты (L)

Звезды типа U Близнецов и новые звезды (UG, N)

Затменные звезды (E) и рентгеновские двойные звезды.

В 46 скоплениях уверенно выявлено 1202 звезд типа RR Лиры (рис. 145); 26 переменных (в 13 скоплениях) имеют длину циклов в интервале 100–219 суток, среди них 9 уверенных звезд типа Миры Кита, которые имеют периоды около 200 суток, как и звезды поля галактического гало. Далее, в каталогах содержатся 28 уверенных пульсирующих звезд II типа населения с  $P > 1^d$  (мы их называем звездами типа W Девы), среди них содержится группа из 14 звезд с  $P = 1,1 \div 3,0^d$ , их средняя абсолютная величина ( $\bar{M}_V = -0,39^m$ ,  $\bar{M}_B = -0,01^m$ ) хорошо согласуется

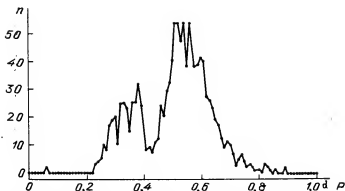


Рис. 145. Зависимость численности звезд типа RR Лиры от длины периода (в интервалах  $0,01^d$ ) для 46 шаровых скоплениях со *Сойер-Хогг* (1973)

с соотношением период — светимость для других звезд типа W Девы, в то время как подобные объекты в карликовых галактиках Местной группы ярче почти на  $0,8^m$  (раздел 5.2.2, так называемые аномальные звезды типа BL Геркулеса).

Укажем еще на три новых звезды, обнаруженные в шаровых скоплениях. Звезда T Sco была в 1860 г. открыта в M 80, она достигла седьмой звездной величины. *Велау* (1964) нашла слабую новую в M 14 на пластинках 1938 г. *Мейолл* (1949) сообщила о новой Sgr 1943 ( $8^m$ ) \*) на краю NGC 6553; она, возможно, является звездой поля.

Обратим внимание на то, что в шаровых скоплениях открыто около дюжины рентгеновских источников. Большинство из них (если не все) являются тесными двойными звездами с потоками вещества (раздел 3.1.7). Исключительный случай представляет собой источник 4U 1820–30 в шаровом скоплении NGC 6624. Его первичный компонент является нейтронной звездой, как и у других маломассивных рентгеновских двойных звезд. Теряющий же массу вторичный компонент представляет собой гелиевый белый карлик, период обращения составляет около 11 мин. Двойная система могла образоваться в результате захвата нейтронной звезды другим компонентом. Действием во внутренних, богатых звездами частях шаровых скоплений механизма захвата можно было бы объяснить избыток в шаровых скоплениях маломассивных рентгеновских двойных звезд (*Стелла* и др., 1987).

За некоторыми исключениями переменным звездам шаровых скоплений не присвоено индивидуальных обозначений, и поэтому они не содержатся в Общем каталоге. Обычно их обозначают номером скопления (NGC, M и др.) и номером из каталога *Сойер-Хогг* (1973).

Для фотографических наблюдений переменных в шаровых скоплениях необходим крупный телескоп с достаточно большим фокусным расстоянием, особенно если ставится цель поисков переменных ближе

\*) V1148 Sgr. (Примеч. ред. перевода.)

к центру скопления. С другой стороны, преимуществом является то, что одним снимком можно захватить много переменных звезд. Это обстоятельство благоприятствует, например, статистическим исследованиям переменнойности периодов звезд типа RR Лиры; принципиальные замечания по этому поводу даны в разделе 2.1.3. *Вилкенс* (1964), например, нашел, что в М 4 у 30 из 43 исследованных звезд типа RR Лиры периоды меняются. Несколько работ посвящены исследованию этой проблемы в скоплении М 3. *Сейдл* (1965) определил, что из 112 проверенных звезд RR Лиры у 22 объектов периоды увеличиваются со средней скоростью  $5 \cdot 10^{-10}$  суток в сутки, у других 25 звезд периоды с той же скоростью уменьшаются, у 7 звезд периоды постоянны, у остальных звезд изменения периодов хаотические. В этом же скоплении *Белсере* (1952) проверила 202 звезды и нашла 27 звезд с переменными периодами; на том же материале *Осват* (1957) обнаружил 37 звезд с переменными периодами (цитировано по *Вилкенсу*, 1964). Скопление М 5 тоже исследовалось в этом отношении несколько раз, например, *Остерхофом* (1941) и *Куттс* и *Соьер-Хогг* (1969). На этом мы закончим иллюстрацию примеров проведения работы. Подобию библиографию по каждому скоплению можно найти в уже несколько раз упомянутом каталоге *Соьер-Хогг* (1973), а обзорную дискуссию по изменению периодов у звезд типа RR Лиры в шаровых скоплениях — у *Сейдла* (1975).

## 5.2. ПЕРЕМЕННЫЕ ВО ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ СИСТЕМАХ

### 5.2.1. Магеллановы Облака

Оба Магеллановы Облака, Большое (Large Magellanic Cloud = LMC = БМО) и Малое (Small Magellanic Cloud = SMC = ММО), являются галактиками, т.е. самостоятельными звездными системами, в определенном смысле спутниками нашей большей системы — нашей Галактики. У туманности Андромеды тоже есть спутники, например М 32 и NGC 205, правда, это галактики другого рода. Магеллановы Облака относятся к типу неправильных галактик, хотя были попытки увидеть в БМО спираль с перемычкой. Располагаясь вблизи южного полюса, они хорошо видны на средних и высоких южных географических широтах и производят на гостей с севера фантастическое впечатление — как будто два ярких облака Млечного Пути переместили в бедную звездами область. БМО (рис. 146) расположено своей северной частью в созвездии Золотой Рыбы, южной частью — в созвездии Столовой Горы. ММО (рис. 147) полностью относится к Тукану, его южная часть достигает границы с Октантом. Расстояние до БМО составляет 47 кпк, до ММО — 57 кпк. БМО имеет диаметр около  $8^\circ$ , ММО — около  $3^\circ$ ; оба окружены пространными, визуалью и на снимках не очень заметными коронами (гало).

Визуальный, видимый модуль расстояния составляет около  $18,4^m$  для БМО и  $18,8^m$  для ММО (*Рейд* и *Страггелл*, 1986). На основе этих данных получаем, например, для звезд типа  $\delta$  Цефея ( $P = 10^d$ ) среднюю величину в визуальных лучах  $15^m$ , а для звезд типа RR Лиры ожидается величина  $19,5^m$ .



Рис. 146. Большое Магелланово Облако. Снимок Говфмейстера (Бойденская станция)

Наибольшую роль сыграли Магеллановы Облака в открытии зависимости период — светимость для звезд типа  $\delta$  Цефея. Ни в какой другой части видимого космоса не наблюдается такого количества звезд типа  $\delta$  Цефея, имеющих почти одинаковые расстояния. Благоприятным оказалось и то обстоятельство, что искажений блеска из-за межзвездной экстинкции в нашей Галактике почти нет, а поглощение внутри Облаков умеренное. Гарвардская обсерватория выполнила пионерскую работу по исследованию Магеллановых Облаков и их переменных звезд; это оказалось возможным благодаря фотографическим снимкам, полученным на Бойденской станции и в филиале в Перу около Арекипа. (В настоящее время большая часть наблюдательного времени новых крупных телескопов в Чили и Австралии используется для детального изучения Облаков.) Несколько сотен переменных звезд были в 1904 г. найдены *Ливитт*; в 1908 г. она уже опубликовала список 1777 переменных звезд (*Ливитт*, 1908), 969 из них относятся к ММО, 808 — к БМО.

25 звезд обладали относительно короткими периодами, и как раз по ним автор заметила возможное существование зависимости период —

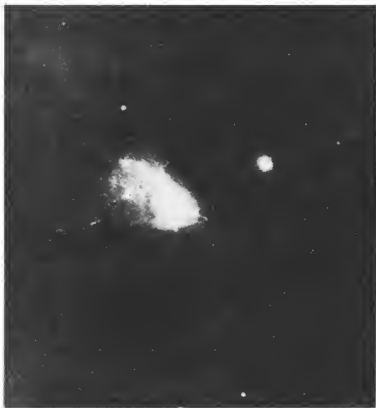


Рис. 147. Малое Магелланово Облако и шаровое скопление NGC 104 (47 Tuc). Снимок Говфмейстера (Бойденская станция)

светимость (Ливитт, 1912). Статья была названа очень просто: "Периоды 25 переменных звезд в Малом Магеллановом Облаке". Решающий результат содержится в двух таблицах, копию соответствующих графиков мы привели на рис. 148. По осям ординат отложены видимые звездные величины, по оси абсцисс слева — период в сутках, справа — логарифм периода. На обоих графиках добавлено несколько звезд с длинными периодами. На графике с логарифмической шкалой имеем линейную зависимость. Истинного значения этого открытия в те времена, конечно, не могли еще оценить. Но в любом случае оно явилось причиной того, что с тех пор Магеллановы Облака были в центре внимания Гарвардской обсерватории.

Недавно в Магеллановых Облаках исследовали зависимость период — светимость для звезд типа Миры Кита. Например, Фист (1984б) использовал инфракрасную величину  $K$  (2,2 мкм) и для БМО нашел хорошую зависимость. Вообще, в настоящее время существует очень обширная литература по исследованию переменных звезд в Магеллановых Облаках. Большое внимание уделяется, например, следующей проблеме. Замечено существование систематических отличий статистических свойств пуль-

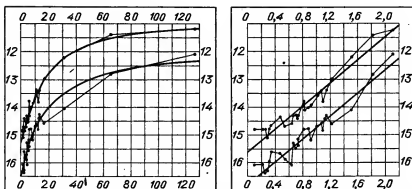


Рис. 148. Исторически первая зависимость период – светимость (Ливитт, 1912). Слева – периоды в сутках, справа – логарифмы периодов; ординаты – видимые звездные величины

сирующих звезд в обоих Облаках и при сравнении их с Галактикой. Причины кроются, очевидно, в различающихся стадиях эволюции, в различных возраста звездных систем и звездных групп. Этих вопросов мы касались в разделе 2.1.2 при обсуждении современной зависимости период – светимость.

Состояние исследований переменных звезд в БМО до ввода в строй новых крупных телескопов показано в публикации Пейн-Гапошкиной (1971). И она, и С. Гапошкин принимали большое участие в этих исследованиях. В табл. 49 приведено распределение переменных по типам со-

Таблица 49

Переменные в Большом Магеллановом Облаке

Тип	Число звезд в БМО
$\delta$ Цефея	1110
$\delta$ Цефея?	49
RR Лиры	28
RR Лиры?	2
Миры Кита	46
Полуправильные	23
W Девы	17
Неправильные (красные и голубые)	321
Неправильные?	48
R Северной Короны	5
U Близнецов	1
Новые	3
Затменные звезды	79
Затменные звезды?	17
Сомнительные случаи	81
	1830



гласно данным указанных исследователей. Знак вопроса стоит в случаях неуверенной, но вероятной принадлежности к соответствующему типу переменности. Понятно, что распределение искажено сильными эффектами селекции, даже звезды типа RR Лиры с  $V \approx 19,5^m$  были трудными для наблюдений объектами.

Между тем Грэхем (1972, 1974, 1975) с помощью 1,5-метрового телескопа системы Ричи — Кретьена на Сьерро-Тололо провел обширные работы по статистике звезд типа RR Лиры в Магеллановых Облаках. Например, в поле  $1,3^\circ \times 1,3^\circ$  вокруг шарового скопления NGC 121 в ММО по 10 независимым парам пластинок было найдено 92 переменных звезды. Из них, вероятно, 75 являются звездами типа RR Лиры в гало ММО, одна является переменной шарового скопления, в котором уже Теккерей (1958) нашел три объекта такого же типа. Заметим, что центр указанного выше поля лежит в  $2^\circ$  от края более ярких частей Облака, недалеко от известного шарового скопления 47 Tuc (рис. 147). Оно не относится к ММО, и его звезды типа RR Лиры намного ярче.

Подобные поиски в БМО вокруг шаровых скоплений NGC 1783 и NGC 1786 дали 63 и 12 звезд типа RR Лиры. Абсолютные величины этих переменных в обоих Облаках, кажется, совпадают ( $+0,5 \pm 0,2^m$ ). Но наблюдаются очевидные различия в распределении периодов и в относительном содержании типов ab и c.

Исследованию редких типов переменных звезд в Магеллановых Облаках уделяется все большее внимание. Абсолютные величины таких звезд здесь тоже определить легче, чем в нашей Галактике, не говоря уже о сравнительных исследованиях, касающихся стадии эволюции, химического состава и возраста. Примерами являются звезда типа R Северной Короны W Men и переменный горячий сверхгигант S Dor, а также вновь открытые объекты этого или похожего типа, или звезды, похожие на VV Цефея (раздел 4.7), и симбиотические переменные звезды (раздел 3.1.6). Систематический обзор на эту тему сделал Фист (1974). Наконец, укажем на (довольно редкую) встречаемость в Магеллановых Облаках новых звезд. Список Грэхема и Арайя (1971) содержит четыре новых в ММО и десять новых в БМО, их кривые блеска и спектральное развитие сравнимы с соответствующими параметрами галактических новых. По предварительным оценкам на каждое Магелланово Облако приходится по одной—две вспышки в один—два года.

Сверхновая SN 1987A, вспыхнувшая в феврале 1987 г. в БМО, является первой в этих галактиках, для которой проводились научные наблюдения. Об этом объекте, а также об остатках сверхновых уже говорилось в разделе 3.2.

### 5.2.2. Другие внегалактические системы

За исключением сверхновых (раздел 3.2), речь может идти только о переменных в системах так называемой Местной группы галактик. Кроме Магеллановых Облаков, к ней относятся туманность Андромеды M 31 с двумя спутниками M 32 и NGC 205, относительно маломассивная спиральная туманность M 33 (созвездие Треугольника) и ряд карликовых галактик. Модули расстояний лежат в пределах примерно от  $24^m$  (M 31

и М 33) до  $19^m$  (карликовая эллиптическая галактика в Скульпторе). Итак, расстояние постепенно увеличивается при переходе от Магеллановых Облаков к известным галактикам в Андромеде и Треугольнике. В то время как традиционные фотографические методы позволяли в двух последних галактиках исследовать, в основном, лишь звезды типа  $\delta$  Цефея, новые звезды и некоторые неправильные сверхгиганты (только в самых близких карликовых эллиптических галактиках — dwarf spheroidal galaxies — можно было изучать также звезды типа RR Лиры), ПЗС-техника позволила исследовать звезды типа RR Лиры также в М 31 (см. ниже).

Число переменных звезд, открытых во внегалактических системах (кроме Магеллановых Облаков), намного превышает тысячу. Раньше часто практиковались поиски с большими параболическими зеркалами в узко ограниченных областях до максимально возможной предельной величины. В настоящее время, вследствие введения крупных телескопов системы Шмидта, их можно дополнить исследованием широкоугольных снимков с глубокой предельной величиной, на которых уместаются галактики вместе с их протяженными гало.

Можно привести различные примеры применения этого метода. Обследование галактики Скульптора на пластинках Мичиганского телескопа системы Шмидта (свободное отверстие 60 см, поле  $5^\circ \times 5^\circ$ ) сравнением десяти пар пластинок привело к открытию более 500 новых переменных звезд (Ван Агт, 1973, 1978). Или назовем поиски новых и других переменных в М 31 и ее непосредственных окрестностях Майнунгером (1971) на снимках Таутенбургской камеры Шмидта (свободное отверстие 134 см, поле  $3,4^\circ \times 3,4^\circ$ ). Сравнив тринадцать пар пластинок 1962–1970 гг., среди других объектов он открыл четыре новых звезды в гало М 31 (рис. 149). Можно оценить, что при желании провести такую же работу для гало нашей Галактики необходимо было бы получить около 6000 пластинок. Верно, что иногда проще исследовать другие галактики, чем свою. Следует заметить, что по современным предположениям в туманности Андромеды ежегодно вспыхивает около 30 новых звезд. В нашей Галактике ожидается более 100 объектов в год, но для наблюдателя, находящегося внутри Галактики, дополнительным затруднением является наличие межзвездных темных облаков, экранирующих центр Галактики и все, что за ним находится.

Особое значение имели, как уже отмечалось, звезды типа  $\delta$  Цефея, потому что по ним определялись расстояния. Сейчас часто поступают наоборот, поскольку все объекты одной галактики находятся практически на одном расстоянии. Поэтому можно сделать попытку сравнить светимости переменных звезд в различных областях одной галактики или в разных галактиках и извлечь из согласия или противоречия наблюдательную информацию для теории эволюции звезд с учетом разных начальных условий.

Знаменитым примером являются так называемые "аномальные звезды типа BL Геркулеса" — пульсирующие звезды с периодами от одних до трех суток. На них мы уже указывали при обсуждении шаровых скоплений (раздел 5.1.2). Выяснилось, что их светимости в шаровых скоплениях Галактики, в исследованных карликовых галактиках и в Магеллановых Облаках сильно различаются. В табл. 50 даны средние значения согласно Розино (1978). Если это действительно однородная группа звезд, то их



Рис. 149. Новые звезды в гало туманности Андромеды. Кружки – четыре объекта по Л. Майнунгеру (1971); косые крестики – два объекта по Шарову и Алксису (например, 1975); прямые крестики – объекты по ван ден Бергу и др. (1973)

светимости во внегалактических системах достигают светимостей нормальных звезд типа  $\delta$  Цефея, хотя они и относятся к населению II типа на основе принадлежности к шаровым скоплениям. Предполагается, что причина различий светимостей может заключаться в различном содержании гелия и металлов (см., например, модели Карсона и Стотерса, 1982) или в разном возрасте. Вопрос еще не решен. Заметим, что, возможно, и долго-

Таблица 50

Светимости аномальных звезд типа BL Геркулеса

Звездная система	$\bar{M}_B$
Галактические шаровые скопления	$-0,01^m$
Карликовые галактики	$-0,78$
БМО	$-1,63$

периодические звезды типа W Девы ( $\bar{P} \approx 21,3^d$ ) в M 31 (в карликовых галактиках таких звезд пока не найдено), имея  $\bar{M}_B = -2,3^m$ , ярче на одну звездную величину, чем такие звезды в шаровых скоплениях Галактики (*Бааде и Суон*, 1963, 1965). В распределении периодов звезд типа RR Лиры тоже наблюдаются различия для разных галактик.

Приведенные примеры встречаемости и наблюдений переменных звезд во внегалактических системах затрагивают важные области исследований, но были выбраны произвольно из большого числа соответствующих публикаций, на которые мы специально обращаем внимание читателя. Обзор о прошлых и будущих поисках, об открытии звезд типа  $\delta$  Цефея и их использовании для определения межгалактических расстояний дан *Мадором и Фридманом* (1985). Там же авторы описывают, каким образом на основе немногих фотометрических наблюдений (в принципе достаточно, например, двух наблюдений на спаде блеска) можно, пользуясь определенными корреляциями, оценить период звезды с погрешностью около 20%. Так как для статистических целей такой точности часто достаточно, удается значительно экономить наблюдательное время на крупных телескопах. Краткие обзоры о переменных звездах в карликовых эллиптических галактиках (*Ван Агт*, 1980) и в карликовых галактиках, похожих на MMO (*Лаустсен*, 1980) с литературными ссылками даны в "First ESO/ESA Workshop on the Need for Coordinated Space and Ground-based Observations", Женева, 1980 г. В заключение укажем на два рекордных (по предельной величине) открытия. *Пritchett и ван ден Берг* (1987) сообщили об открытии в гало туманности Андромеды звезд типа RR Лиры 25-й звездной величины с помощью канадско-французско-гавайского 3,6-метрового телескопа, оснащенного ПЗС-техникой. *Кук и др.* (1986) сообщили об открытии двух звезд типа  $\delta$  Цефея 23-й звездной величины (в области R) в галактике M 101.

### 5.3. АКТИВНЫЕ ГАЛАКТИКИ

#### 5.3.1. Введение

Среди почти 30 000 объектов Общего каталога переменных звезд (ОКПЗ) имеется много "забытых" объектов, которые несмотря на большую амплитуду переменности блеска казались не представляющими особого интереса. Интерес к некоторым из таких "звезд" моментально возрос, как только было установлено, что это не звезды! Рассмотрим следующие объекты.

X Com (13,5 – 17,5<sup>m</sup>) и W Com (13 – 16,2<sup>m</sup>) были открыты гейдельбергским астрономом *Вольфом* в 1914 г. и 1916 г. Еще в издании ОКПЗ 1969 г. на месте символа типа переменности стоял знак вопроса. Объект W Com отождествлен с радиоисточником ON 231, кривая блеска приведена на рис. 150.

Объект BL Лас был принят *Гоффмейстером* в 1929 г. за короткопериодическую звезду, и он, конечно, не мог предполагать, что 50 лет спустя эта "звезда" станет прототипом самых необычных объектов неба! В ОКПЗ,

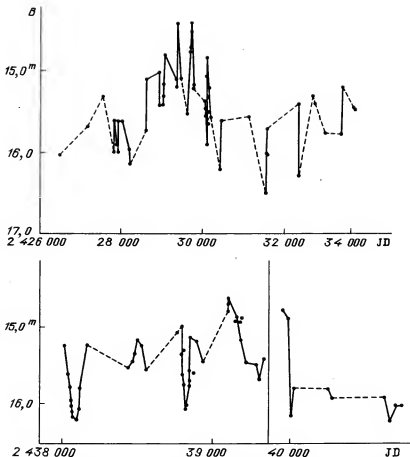


Рис. 150. Фотографическая кривая блеска W Com объекта типа BL Ящерицы (по Поллоку и Холлу, 1974 и Марковой и Фоминой, 1975)

1969 указан тип "1a?". Блеск меняется от 12.5 до 17,0<sup>m</sup> (pg). На рис. 151 показана кривая блеска этого интересного объекта. В конце шестидесятих годов его удалось отождествить с переменным радиоисточником VRO 42.22.01.

AP Lib в 1942 г. охарактеризована Ашбруком как "непериодическая переменная". Блеск меняется в пределах 14,0 – 16,4<sup>m</sup>. Объект оказался оптическим "двойником" радиоисточника PKS 1514–241.

BW Tau принята Ханли и Шепли в 1940 г. за нерегулярную переменную звезду, меняющуюся в пределах 13,7 – 14,6<sup>m</sup> (pg). Пенстон в 1968 г. отождествил этот объект с радиоисточником 3C 120. На рис. 152 показана кривая блеска объекта.

V 396 Her открыта в 1959 г. Гоффмейстером. Еще в 1976 г., в третьем дополнении ОКПЗ указывался тип "RR?".

V 395 Her и V 1102 Cyg открыты также *Гоффмейстером* в 1958 и 1967 гг. и приняты за звезды, похожие на RW Возничего.

GQ Com открыта в 1973 г. *Пинто* и *Романо*. В третьем дополнении (1976) к ОКПЗ указан тип "L".

Позднее, после открытия радиоизлучения объектов и/или исследования спектров было замечено, что это не переменные звезды, а переменные галактики! (X Com и BW Tau являются сейфертовскими галактиками; V 395 Her и V 1102 Cyg являются N-галактиками; W Com, BL Lac и AP Lib являются объектами типа BL Ящерицы, а V 396 Her и GQ Com являются квазарами; см. *Уиллс* и др., 1986). Поэтому все девять объектов лежат вне тематики этой книги. Оптически переменные галактики обычно не получают обозначений в списках переменных звезд (указанные объекты

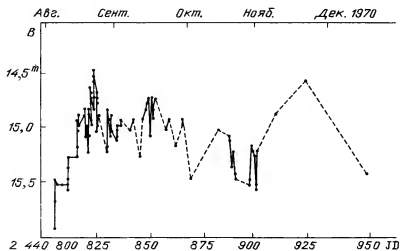


Рис. 151. Кривая блеска BL Lac в полосе В (по Лю, 1977)

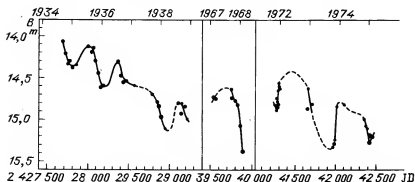


Рис. 152. Кривая блеска сейфертовской галактики BW Tau (3C 120); маленькие точки — отдельные измерения, большие точки — средние из 2–16 измерений (по Ашеру, 1972, дополнено измерениями Берто и др., 1972, 1975 и Урасина и Урасиной, 1975)

являются исключением. они были обозначены до того, как выяснилась их внегалактическая природа).

Но все же мы хотим коротко остановиться на переменных галактиках, С точки зрения методики открытия и обработки кривых блеска их трудно строго отделить от переменных звезд. Кроме того, и сейчас есть переменные объекты, природу которых предстоит еще установить. Неправильные переменные объекты с ультрафиолетовыми избытками и непрерывными (при малой дисперсии) спектрами могут быть как объектами типа BL Ящерицы, так и эруптивными двойными звездами (раздел 3.1), у которых абсорбционные линии заполнены эмиссиями.

Если проанализировать информацию предыдущих разделов, можно заметить, что характерное время переменности объектов заметно возрастает с увеличением их размеров. Если характерное время для самых компактных объектов (нейтронных звезд, пульсаров) составляет секунды или доли секунд, то у белых карликов (ZZ Set) оно уже от секунд до минут, у звезд типа RR Лиры это часы, у красных гигантов — месяцы и у красных сверхгигантов — годы. Поэтому вначале кажется абсолютно непонятным, что при переходе к еще значительно большему, галактическому, размерам характерное время может снова уменьшаться. Например, изменения блеска BL Lac могут быть заметны в течение нескольких часов, а у квазизвездного радиоисточника 4C 29.45 — даже за время менее 30 мин (Грауер, 1984)! Еще намного более быстрые изменения, правда, в области рентгеновского излучения, были обнаружены у H 0323+022 (Фейгельсон и др., 1986). Даже на основе одних этих фактов приходится сделать заключение, что переменной может быть не вся галактика, а только ее крохотная часть, "активное ядро". Это активное ядро должно быть намного ярче окружающей его галактики, в противном случае его переменность не могла бы быть замечена из-за слишком яркого окружения. Размеры активного ядра должны быть меньше размеров нашей Солнечной системы, иначе характерное время переменности блеска не могло бы быть столь малым, так как скорость сигнала, передающего от одного элемента пространства другому "приказ" о поярчании (или потемнении), не может превышать скорости света (диаметр Солнечной системы составляет  $12 \cdot 10^9$  км  $\approx 11$  световых часов). Таким образом, это активное ядро является очень маленьким и очень ярким (не только в видимом свете, но и особенно в радио-, инфракрасном, ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах). Оно имеет очень высокую плотность энергии, соответствующую в видимом свете температуре излучения  $\leq 10^{12}$  К.

Мы не хотим касаться вопросов теоретических попыток интерпретации явления активных ядер, это выходит за рамки книги. Кроме того, все и так еще "находится в движении". Из большого потока литературы можно выбрать следующие работы: Озерной и Усов (1977), Хазард и Миттон (1979), Цурута (1983), Остерброк (1984), Джонс и др. (1986), Рис (1986). Популярное изложение можно найти у Кундта (1982).

Феномен активных галактик является очень многообразным и малоисследованным. Переменными могут быть следующие типы галактик: сейфертовские галактики, N-галактики, квазары и объекты типа BL Ящерицы.

### 5.3.2. Сейфертовские галактики и N-галактики

Сейфертовские галактики в большинстве случаев являются спиральными галактиками с очень ярким, горячим, звездобразным ядром (диаметр значительно меньше одной секунды дуги), излучающим нетепловое (так называемое синхротронное) излучение; ядро ярче самой галактики. Почти для всех сейфертовских галактик доказано наличие интенсивного радиоизлучения. Спектр непрерывный с разрешенными и запрещенными эмиссионными линиями. Анализ спектра указывает на высокие температуры и большие скорости вещества вблизи ядра. Различают два типа сейфертовских галактик.

Сейфертовские галактики 2-го типа. Как разрешенные, так и запрещенные линии являются относительно узкими, что соответствует дисперсии скоростей около 600 км/с. У этих объектов переменности блеска пока не обнаружено. Поэтому для тематики книги они интереса не представляют.

Сейфертовские галактики 1-го типа. Разрешенные эмиссионные линии являются очень широкими и соответствуют дисперсии скоростей в несколько тысяч километров в секунду. Запрещенные эмиссионные линии, наоборот, относительно узкие и соответствуют в среднем скоростям порядка 600 км/с (рис. 153).

У некоторых таких объектов установлено наличие оптической переменности. Как правило, переменность блеска имеет медленный и нерегулярный характер с малой или средней амплитудой (максимально около

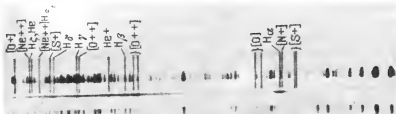


Рис. 153. Спектр переменной сейфертовской галактики NGC 4151 (снимок Нотти на 2-метровом телескопе в Тауенбурге)

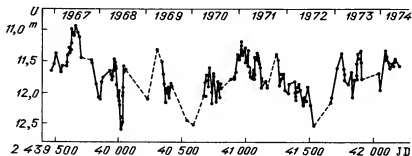


Рис. 154. Ультрафиолетовая кривая блеска сейфертовской галактики NGC 4151 (составлена Лютым и Прохником, 1975, по наблюдениям многочисленных авторов)



трех звездных величин). Характерное время составляет месяцы или годы, но могут наблюдаться и более быстрые изменения с волнами в несколько десятых звездной величины за время в несколько суток (рис. 154). К 1976 г. было известно уже 19 переменных сейфертовских галактик.

Большинство объектов этого типа находят в результате проверки на переменность ядер голубых галактик, заподозренных спектрально (так называемых галактик Маркаряна).

Насколько нам известно, только три сейфертовские галактики были открыты на блинк-компараторе (гл. 6), а именно уже упоминавшиеся

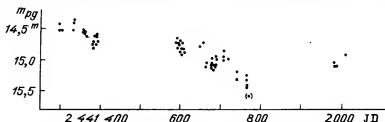


Рис. 155. Кривая блеска сейфертовской галактики S 10838 (по Гесснер, 1981)

X Com, BW Tau и объект S 10838, открытый Гесснер (1981) \*). Кривая блеска S 10838 показана на рис. 155.

Далекie галактики с особенно ярким и чаще всего переменным ядром называют N-галактиками. Название "N" связано с английским словом nucleus — ядро.

У нормальных спиральных галактик, включая нашу, тоже доказано существование горячих, "активных" ядер с синхротронным излучением и высокими скоростями расширения внутренних спиральных рукавов. Об "активных" галактиках говорят только в том случае, когда активное ядро вносит заметный вклад в общую светимость системы. Очевидно, существует плавный переход между "нормальными" и сейфертовскими галактиками.

Каталог сейфертовских галактик приводят Верон-Четти и Верон (1985). Дополнительную информацию о сейфертовских галактиках можно найти у Лютото и Проника (1975), Видмена (1977) и Остерброка (1984). Хамильтон и др. (1978) опубликовали для нескольких объектов карты окрестностей и кривые блеска.

### 5.3.3. Квазары

Фотометрически и спектрально они похожи на сейфертовские галактики, но их оптическое изображение имеет звездный вид, отсюда и название квазизвездного объекта. Если у квазара наблюдается радиоизлучение, его называют квазизвездным радиоисточником. Красное смещение (часто значительное) спектральных линий указывает на внегалактическую природу объектов. В единичных случаях удалось вокруг близких квазаров

\*) Переменность этого объекта была ранее обнаружена Н.Е. Курочкиным: *Kurochkin N.E. // IAU Circ. — 1978. — No. 3197. (Прим. ред. перевода.)*

выявить следы соответствующей галактики (например, *Боросон* и *Оук*, 1987).

По-видимому, явление квазара представляет собой более масштабную форму явления сейфертовской галактики. и, наверное, существуют плавные переходы между ними. Но активное ядро у квазаров в десятки и даже тысячи раз ярче окружающей его галактики. Поэтому окружающая галактика "теряется" на фоне ядра. Квазары, ввиду такой громадной светимости, представляют собой ярчайшие известные космические объекты. Самый яркий из известных квазаров, S5 0014+81, имеет видимую визуальную величину  $16,5^m$  и красное смещение  $z = 3,4$ . Этим данным соответствуют абсолютная величина около  $-32,8^m$  (*Кюр* и др., 1986). Таким образом, в видимой спектральной области этот квазар почти в  $10^5$  раз ярче нашей Галактики! Только немного слабее был сильно переменный квазар 3С 279, когда в максимуме блеска ( $11^m$ ) он почти достиг абсолютной величины

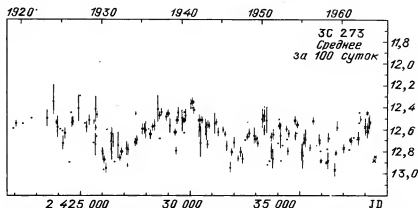


Рис. 156. Исторически первая полная кривая блеска квазара (по *Х. Дж. Смуту*, 1965). Кривая 3С 273 составлена в основном по данным из Кембриджа (США) и Зоннеберга

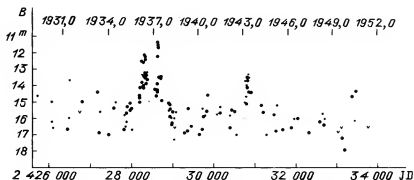


Рис. 157. Кривая блеска квазара 3С 279 (гарвардские наблюдения, см. *Ичус* и *Лиллер*, 1975), размер точек зависит от числа усредненных наблюдений; галочка означает, что объект слабее указанной звездной величины

– 32<sup>m</sup> (см. *Ичус и Лиллер*, 1975; там приведена прекрасная кривая блеска). Такие предельно высокие абсолютные величины, возможно, являются следствием определенного усиления света в результате эффекта "гравитационной линзы", связанного с другой галактикой, располагающейся на луче зрения.

К концу 1976 г. было известно 36 переменных квазаров. Список *Хьюитта и Бербиджа* (1987) содержит 3594 квазизвездных объекта, 353 из них являются переменными. Карты окрестностей и величины звезд сравнения переменных квазаров можно найти у *Крейна* (1977).

Наибольшие амплитуды изменчивости составляют почти 3<sup>m</sup> (у 3C 279 – даже более 6<sup>m</sup>). Могут наблюдаться изменения от 0,1 до 0,3<sup>m</sup> за одну неделю, в одном случае наблюдалось изменение 2,2<sup>m</sup> за 13 суток (3C 279, см. *Ичус и Лиллер*, 1975). Области, излучающие основную часть света, должны иметь размеры менее 0,1 пк. Примеры кривых блеска приведены на рис. 156 и 157.

#### 5.3.4. Объекты типа BL Ящерицы

Объекты типа BL Ящерицы, называемые иногда некрасивым названием "лацертиды", которое легко спутать с названием метеорного потока, отличаются от типичных квазаров в основном наличием непрерывного (без линий) спектра. Эмиссионные линии отсутствуют, в лучшем случае только намечаются. В противоположность сейфертовским галактикам, объекты типа BL Ящерицы являются, по-видимому, очень яркими ядрами эллиптических галактик (пока соответствующие наблюдения проведены только для нескольких объектов), светимости в среднем несколько ниже, чем у квазаров. Из-за недостатка спектральных линий абсолютные величины объектов типа BL Ящерицы определены только в очень немногих случаях. Для самых ярких объектов они лежат у – 27,5<sup>m</sup>, объект PKS 0215 + 015 имеет даже абсолютную величину – 29,5<sup>m</sup> (*Блейдс и др.*, 1985). Сам объект BL Лас имеет абсолютную величину – 23,7<sup>m</sup>. Пока не известно, если ли переходные стадии между типичными квазарами и объектами типа BL Ящерицы. Объекты типа BL Ящерицы и оптически переменные квазары в литературе на английском языке довольно часто объединяются названием "blazar"; *Вейлер и Джонстон* (1980) обсуждают связи между квазарами, объектами типа BL Ящерицы и обычными радиогалактиками. Переменность блеска объектов типа BL Ящерицы, часто очень "энергичная", характеризуется наличием больших амплитуд (рис. 150 и 151). Изменения блеска могут достигать 2<sup>m</sup> за время около суток. В каталоге *Верон-Четти и Верона* (1985) содержится 73, а в каталоге *Хьюитта и Бербиджа* (1987) – 87 объектов типа BL Ящерицы. Каталог *Крейна* (1977) содержит карты окрестностей и величины звезд сравнения. Дополнительная информация о переменных квазарах и объектах типа BL Ящерицы приводится у *Кинмана* (1975) и *Стриттматтера* (1976).

## ОТКРЫТИЯ И КЛАССИФИКАЦИЯ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД

## 6.1. ОСНОВНЫЕ ПОНЯТИЯ

Случайные открытия. Во вводном разделе 1.1 уже отмечалось, что к середине XIX в. было известно только 20 переменных звезд. В основном это были яркие звезды и долгопериодические переменные с большими амплитудами, открытые в процессе других исследований, например при составлении звездных каталогов при помощи меридианного круга. После 1850 г. появились большие "Обозрения" — звездные каталоги с более точными положениями и звездными величинами, это были Боннское обозрение (Bonner Durchmusterung-BD), Кордобское обозрение (CoD) и Капское фотографическое обозрение (CPD). При подготовке этих каталогов открыли немало переменных звезд. Однако, как уже отмечалось, большинство переменных было открыто по фотографиям больших участков неба. В то время как ранние открытия делались случайно, фотографирование позволило вести планомерный поиск переменных; при визуальных наблюдениях это было совершенно непродуктивно.

Нет ничего удивительного в том, что в силу низкой квалификации исследователя или несовершенства методики многие звезды были ошибочно заподозрены в переменности. Причиной этого могли быть также субъективные различия в оценках блеска, особенно для красных звезд, и многие другие ошибки. Однако в каждом отдельном случае нельзя быть уверенным, что не происходило реальных изменений. Известно, что существуют затменные звезды с очень малой вероятностью открытия, но и у других типов, не говоря уже о звездах с очень малыми амплитудами, нельзя быть застрахованными от любых неожиданностей. Некоторые звезды из каталога BD, видимо, не раз наблюдавшиеся при его составлении, не видны больше на небе и составляют особую группу "исчезнувших BD-звезд". И в этом случае можно предполагать как наличие действительной переменности, так и влияние различных ошибок.

В современных условиях при открытии новой переменной, не содержащейся в общеизвестных каталогах, нужно, в первую очередь, установить, действительно ли она новая; звезда могла быть уже обнаружена, но по какой-то причине окончательно не признана как переменная, в силу чего ей не было присвоено обозначение. Существует обширная литература о звездах, заподозренных в переменности, и звездах, не получивших еще своего окончательного обозначения, хотя их переменность уже доказана. Одним из последних и наиболее полных каталогов такого типа является

каталог *Холопова* и др. (1982). Он содержит информацию о 14 908 объектах, не имевших обозначений \*) до 1980 г. Это преемник двух каталогов, составленных *Кукаркиным* и др. (1951 и 1965).

Некоторые институты, специализирующиеся в данной области, ведут картотеку как уже обозначенных, так и не обозначенных переменных, так что легко установить, упоминалась ли только что открытая переменная ранее в какой-либо работе. В частности, можно упомянуть Зоннебергскую картотеку переменных звезд (раздел 9.1).

Визуальные открытия переменных очень редки (если отвлечься от ярких новых), но они возможны прежде всего, когда звезда сравнения, используемая при наблюдениях другой переменной, сама оказывается непостоянной. Такие открытия чаще делаются на фотографических пластинках. В окрестностях давно известных переменных звезд, например ярких мирид, меньше шансов сделать открытие, в то время как вокруг недавно открытых переменных вероятность заметно выше.

**Систематический поиск.** Многие новые открытия сделаны на основе систематических исследований, когда выбранная область неба неоднократно сравнивается на паре пластинок (рис. 158). Нужно подчеркнуть, что при этом недостаточно просто сравнить две пластинки. Обнаружив переменный объект или заподозрив звезду в переменности, нужно все хорошо проверить. Только после этого можно объявить об открытии переменной. Для подтверждения открытия переменной звезды нужно иметь ряд пластинок. Мириду, например, легко подтвердить по нескольким пластинкам, далеко разнесенным во времени. Но со звездами типа Алголя это уже труднее. Недостаточно сообщить только о факте переменности, желательно указать амплитуду изменений блеска, тип звезды. Более поздним этапом является, конечно, определение элементов изменения блеска. Чтобы удовлетворить этим требованиям, нужно иметь много пластинок, так распределенных во времени, чтобы была возможность отождествить различные типы переменности. Во многих случаях для этого достаточно 30 пластинок, полученных в течение шести месяцев. Некоторые пластинки должны быть панхроматическими, чтобы можно было определить, окрашена ли звезда, т.е. отличается ли она по цвету от большинства окружающих звезд (если, конечно, в распоряжении нет атласа *Palomar Sky Survey*, снимки которого получены в двух диапазонах спектра). Для наиболее трудных звезд типа Алголя 30 пластинок недостаточно. Для подтверждения открытия звезд типа U Близнецов также часто требуется большое количество пластинок, так как нередко обнаруженный максимум виден только на одной пластинке, и необходимо удостовериться в его реальности. Это очень важно, потому что случаются коварные дефекты пластинок, которые невозможно отличить от реальной звезды. Определенную страховку от подобных ошибок дает тот факт, что дефекты часто образуют небольшие скопления, но не всегда! Дефектными бывают отдельные пластинки в целой серии.

Тип переменности звезды легко установить, опираясь на знание свойств типов и соответствующего статистического распределения значений блеска. При этом нужно учитывать, что

\*) В системе, принятой для переменных звезд. (Примеч. ред. перевода.)

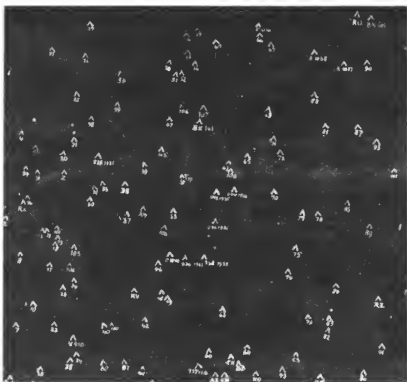


Рис. 158. Часть пластинки, использовавшейся для открытий (поле  $\eta$ , СтА), на которой Гоффмейстер отметил обнаруженные переменные

мириды слабо меняются за несколько суток, но за время более месяца изменения существенные; амплитуда велика, звезда красноватая или красная;

неправильные красные звезды имеют те же свойства, что и мириды, но в целом их амплитуды меньше и не превышают  $1^m$ ;

полуправильные звезды часто меняют свой блеск быстрее, чем звезды предыдущих типов; обладают умеренными амплитудами и цветом от желтого до красноватого;

звезды типа Алголя в основном наблюдаются при постоянном, высоком уровне блеска и лишь изредка ослабевают; амплитуда может быть любой; в большинстве случаев без заметной окраски;

звезды типа  $\beta$  Лиры непрерывно изменяют свой блеск, но чаще выглядят яркими, чем слабыми; глубокие минимумы редки; без заметной окраски;

звезды типа W Большой Медведицы показывают непрерывные быстрые изменения блеска; амплитуда около  $0.7^m$  или меньше; без заметной окраски;

звезды типа  $\delta$  Цефея меняют свой блеск от одной почти к другой, но быстрые колебания не наблюдаются; в целом они столь же часто бывают яркими, как и слабыми; имеют слабую окраску;

звезды типа RR Лиры быстро меняются и чаще бывают слабыми, чем яркими; средняя амплитуда около  $1^m$ ; без заметной окраски;

звезды типа U Близнецов характеризуются резким усилением блеска чаще всего от одной ночи к другой и остаются в ярком состоянии несколько суток; амплитуда изменений велика; редкие максимумы; голубые;

звезды типа RW Возничего (звезды типа T Тельца) временами показывают быстрые изменения; амплитуды обычно малы, но могут в некоторых случаях достигать  $4^m$ ; часто связаны с газовыми и темными туманами.

Мы не включили сюда новоподобные звезды; для них, как и для звезд типа RW Возничего, надежное установление типа возможно только после большой серии наблюдений.

Трудно определить тип переменности и у объектов с периодическими быстрыми изменениями блесков. У звезд типа RR Лиры легко выделить подтипы а и b, но обычно трудно различить между собой реже встречающиеся звезды подтипа RRc и звезды типа W Большой Медведицы. Это возможно только при наличии очень хорошей кривой блеска на основании того, что у затменных звезд минимум резче, а максимум шире, чем у пульсирующих. Однако в некоторых случаях данный критерий не срабатывает, и классификация возможна только по кривой лучевой скорости или спектру.

Чтобы облегчить исследование быстро меняющихся переменных, желательно иметь хотя бы одну серию из многих пластинок в течение одной ночи.

## 6.2. МЕТОДЫ И ИНСТРУМЕНТЫ

**Фотография.** В предыдущем разделе было показано, что наиболее рациональным методом открытия переменных звезд является сравнение фотопластинок. При этом научную ценность представляет не само по себе открытие большого числа переменных, а скорее получение однородного статистического материала для достижения целей, рассмотренных во введении. Для получения пластинок лучше использовать телескопы с большим полем, т.е. рефракторы с относительно малым фокусным расстоянием. Эти инструменты можно разделить на две группы: с малыми объективами, с апертурой до 100 мм, с очень большим полем (приблизительно  $30^\circ \times 30^\circ$ ) — в основном типа Тессар и с более крупными объективами с полем около  $10^\circ \times 10^\circ$ . Объективы первого типа позволяют при средних климатических условиях без труда контролировать всю видимую область неба (рис. 159). Более крупные телескопы, такие, как телескоп конструкции Зоннефельда с четырехлинзовым объективом, с апертурой 400 мм и фокусным расстоянием 1600 или 2000 мм, могут быть использованы лишь для наблюдения избранных областей неба (рис. 160). Рефлекторы из-за своего малого поля обычно не годятся для подобных наблюдений и применяются при решении специальных задач, таких, как исследование шаровых скоплений. Телескопы системы Шмидта более подходящи, хотя по размеру поля и они не могут сравниться с линзовыми телескопами. Кроме того, изображение звезды, полученное с помощью камеры Шмидта, так мало, что выявление возможной переменности усложняется.

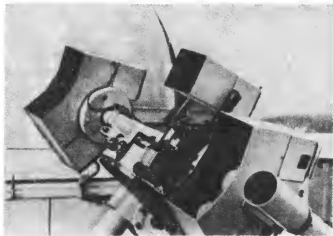


Рис. 159. Семь камер на одной монтировке для патруля неба в Зоннебергской обсерватории

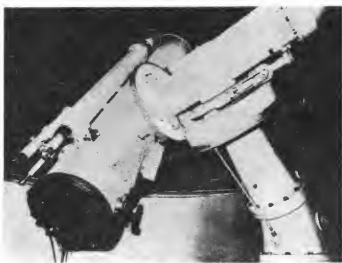


Рис. 160. Зоннебергский 400-мм астрограф на немецкой монтировке, изготовленный на предприятии Карл Цейсс Йена

Каковы перспективы успеха в выявлении переменности? Представим, что мы сравниваем две пластинки, полученные с интервалом в несколько месяцев и имеющие предел 16 или 17<sup>m</sup>. Исходя из накопленного опыта (см. Рихтер, 1967а) можно ожидать наличия одной переменной на каждые 400 нормальных звезд. Таким образом, на одной пластинке, содержащей 100 000 звезд, должно быть около 250 переменных, но, конечно, выявить их можно лишь в результате сравнения многих пар пластинок.





Рис. 161. Компаратор для исследования пластинок, изготовлен на предприятии Карл Цейсс Йена (у прибора К. Гоффмейстер)

**Компаратор.** Для сравнения пластинок используют прибор, называемый компаратором (рис. 161). При стереоскопическом методе наблюдатель левым глазом видит левую пластинку, а правым — правую. Пластины отъюстированы таким образом, что изображения совпадают, и наблюдателю кажется, что он видит одну пластинку. Однако это возможно только в том случае, если обе пластинки совершенно одинаковые. Перемещение объекта приблизительно в направлении, соединяющем оба глаза, вызывает стереозффект. Объект кажется расположенным над или под плоскостью пластинки. Если объект виден только на одной из пластинок, восприятие его меняется и он может быть мгновенно отождествлен. Так же проявляются и все дефекты пластинки. Если изображение звезды на одной пластинке крупнее, чем на другой, или если при одинаковом размере они имеют разную плотность, то опытный наблюдатель заметит это сразу. Трудно точно описать впечатление наблюдателя, но при достаточном различии обоих изображений переменные просто не похожи на обычные звезды. Некоторые опытные наблюдатели используют этот метод очень продуктивно. Заведомо необходимо, чтобы обе пластинки были одинаковыми. Успех во многом зависит от умелого подбора пары пластинок.

Несколько легче использовать метод бликования. Для этого бинокулярная головка убирается и заменяется монокуляром. Специальный механизм, управляемый вручную или мотором, довольно быстро меняет в окуляре изображение правой пластинки на изображение левой и обратно. Изображение переменной начинает "пульсировать" и его легко можно распознать. Метод более понятен и не требует большого опыта наблюдателя.

Позитивно-негативный метод. Много лет назад в обсерватории Гарвардского колледжа был предложен и внедрен метод, основанный на совершенно иных принципах, в соответствии с которым для одной из двух сравниваемых пластинок контактным способом получают позитивную копию. При ее совмещении с другой негативной пластинкой обычно звездные диски "гасят" друг друга. Если, однако, переменная ярка на позитивной и слаба на негативной пластинке, то при совмещении возникнет светлый диск с темным ядром или же, в случае меньшей разности блеска, светлое кольцо. Другой вариант этого метода уже давно разработан в Голландии и описан *Боргманом* (1956). В этой версии совмещенное изображение возникает на телевизионном экране, и наблюдатель может оценивать его двумя глазами, сидя в удобном положении. Делались и такие попытки модификации метода, в которых, чтобы глаз мог уловить различия, пользовались цветными фильтрами. *Вахман* (1961) сообщил о хороших результатах, полученных при использовании этого способа, рекомендованного ранее *Плаутом* и *Боргманом* (1954). Но и в этом случае существенную роль играют личные вкусы наблюдателя.

Во всех описанных методах пластинка исследуется построчно. Все переменные или заподозренные объекты необходимо отмечать, желательно на стеклянной стороне одной из пластинок. Результаты сравнения затем проверяются для решения вопроса о реальности и новизне обнаруженных переменных.

**Автоматизация.** В эпоху электроники идея о полностью автоматическом приборе, способном открывать переменные, возникает сама собой. Принцип относительно прост: оснастить оба оптических пути в стереокомпараторе фотоэлектронными умножителями и сделать так, чтобы прибор реагировал на разность двух фотопотоков. Нетрудно так устроить прибор, чтобы он печатал на бумаге или каким-либо иным способом регистрировал координаты той точки, где он что-то нашел. Идея эта хороша, но технически создать такой прибор, управляемый компьютером, очень сложно. Кроме того, машина регистрирует все дефекты пластинки, которых гораздо больше, чем переменных звезд, поэтому в таком виде прибор бесперспективен. Дальнейшее усовершенствование возможно путем подбора столь малой диафрагмы, чтобы, имея соответствующую программу, прибор был в состоянии по распределению плотности внутри предполагаемого изображения звезды решить, не является ли подозреваемый объект дефектом пластинки. Прибор становится еще сложнее, но в некоторых случаях все же не способен гарантировать четкую дифференциацию звезды и дефекта. Одна из возможностей исключения дефектов пластинки состоит в одновременном фотографировании пары пластинок на двойном астрографе и создании четырехканального компаратора, который реагирует только на сигналы, идущие от обеих полученных одновременно пластинок.

Приборы для автоматической обработки фотографий протяженных объектов и спектров на пластинке уже существуют, и после некоторой перелетки и создания соответствующей программы они могли бы быть использованы как "машина открытий". Таким уже почти классическим прибором является "COSMOS" Эдинбургской Королевской обсерватории. Название является аббревиатурой возможностей прибора: CO-ordinates

(координаты), Shapes (очертания), Magnitudes (звездные величины), Orientations (ориентация), Sizes (размеры) (см., например. Лонгейр, 1987). Для обработки пластинок используют и луч лазера; пользователи называют такой прибор самым быстрым в мире, "звездным шелкунчиком" (Хэмфрис, 1986). Саха и др. (1986) сообщили также об успешной работе высокоскоростного сканирующего прибора для просмотра пластинок, имеющего камеру с ПЗС-матрицей (раздел 8.1.2).

### 6.3. ТЕОРИЯ ВЕРОЯТНОСТИ ОТКРЫТИЙ

#### 6.3.1. Определение вероятности открытий на основе методов математической статистики

Предположим, что, используя один из методов, описанных в предыдущем разделе, мы исследуем поле звезд с целью обнаружения наибольшего числа не открытых еще переменных. Основываясь на полученном материале, затем можно будет провести статистический анализ числа переменных и их распределения по типам. Наряду с новыми будут найдены, конечно, и уже известные объекты, которые также должны быть зарегистрированы. Это важно, так как иначе нельзя использовать законы теории вероятности для определения количества неоткрытых звезд. Уже со второго сравнения к группе новых и известных переменных добавляется третья группа звезд, найденных вторично, т.е. тех, которые впервые были обнаружены при предыдущих сравнениях. В статистическом анализе они приравниваются к известным переменным.

Понятие вероятности открытия  $w$  играет в этой теории большую роль. Если для обнаружения переменной определенного типа и блеска требуется в среднем  $n$  сравнений, то  $w = 1/n$ . Это проще всего объяснить на примере звезд типа Алголя. Если на какой-то пластинке звезда имеет свой нормальный максимальный блеск, то вероятность, что на другой пластинке, сравниваемой с первой, звезда будет слабее, показав этим свою переменность, определяется отношением  $D/P$ , где  $P$  — период и  $D$  — продолжительность ее затмения. Если быть совсем точным, это значение вероятности завышено, так как открытие переменности возможно только тогда, когда разность блеска превысит некоторую величину. Нужно отметить, что любые неожиданные изменения изображения на пластинке и колебания внимания наблюдателя также могут уменьшить вероятность открытия. Таким образом, результат зависит и от формы кривой блеска; большое значение имеет, насколько круто происходит ослабление блеска и какова его амплитуда. При сравнении любых двух пластинок из серии вероятность обнаружения минимума блеска равна

$$w = 2 \frac{D}{P} \left( 1 - \frac{D}{P} \right),$$

где второй член учитывает вероятность наблюдения минимума блеска звезды на обеих пластинках, что ведет к уменьшению значения  $w$ . Обычно считается, что для звезд типа Алголя значение  $w$  лежит в интервале от 0,05 до 0,15. Позднее мы вернемся к разнице между теоретическим и статистическим значением вероятности открытия.

Сделаем упрощающее предположение, что в исследуемом поле содержится  $N$  неоткрытых переменных и все они имеют одинаковую вероятность открытия  $w$ . Это упрощение вполне реалистично, особенно когда мы рассматриваем не все переменные, а какую-то однородную группу, например, подтип  $a, b$  звезд типа RR Лиры. При таком подходе во многих шаровых скоплениях мы охватим почти все переменные. Согласно теории, во время первого сравнения можно найти  $Nw$  переменных, после этого остается  $N - Nw$  неоткрытых объектов, и во время второго сравнения мы можем обнаружить только  $(N - Nw)w$  переменных. Получаем схему:

первое сравнение  $A_1 = Nw = Nw$ ;

второе сравнение  $A_2 = (N - Nw)w = Nw(1 - w)$ ;

третье сравнение  $A_3 = (N - 2Nw + Nw^2)w = Nw(1 - 2w + w^2)$ ;

четвертое сравнение  $A_4 = \dots = Nw(1 - 3w + 3w^2 - w^3)$ ;

и при  $n$ -м сравнении

$$A_n = Nw[1 - wC_1^{n-1} + w^2C_2^{n-1} - w^3C_3^{n-1} + \dots \mp w^{n-1}C_{n-1}^{n-1}] = Nw(1 - w)^{n-1}.$$

Эту формулу можно преобразовать для вычисления неизвестных  $N$  и  $w$  по найденным из сравнения пластинок значениям  $A_i$ , где  $i = 1, 2, 3, \dots$ . Если  $A_i$  и  $A_{i'}$  — два таких значения, где  $i > i'$ , то, разделив одно на другое, получим

$$\frac{A_i}{A_{i'}} = \frac{(1 - w)^{i-1}}{(1 - w)^{i'-1}} = (1 - w)^{i-i'}.$$

В принципе  $i$  можно отсчитывать от любого сравнения в ряде, но если за нуль-пункт принять начало ряда, то из уравнения

$$A_i/A_1 = (1 - w)^{i-1}$$

можно определить  $w$ . Полное число неоткрытых переменных  $N$  определяется из уравнения

$$A_1 = Nw.$$

Это равенство справедливо для начала ряда, но и для других точек ряда можно провести аналогичные вычисления. Сколько переменных можно найти в результате большого числа сравнений? Этот вопрос имеет большое практическое значение. Иначе говоря, сколько времени и сил требуется для открытия определенной доли неизвестных переменных? Теоретически число вновь открытых звезд за  $n$  первых сравнений равно сумме  $n$  первых членов ряда

$$\sum_1^n A_i = N[wC_1^n - w^2C_2^n + w^3C_3^n - \dots \mp w^nC_n^n] = N[1 - (1 - w)^n].$$

Если  $N_i$  — полное число открытий после  $i$  сравнений, то с соответствующим началом ряда значением  $N_0$  оно связано соотношением

$$N_0 = N_i + N_0[1 - (1 - w)^i] = N_i(1 - w)^{-i}.$$

Хорошо известно, что такой биномиальный ряд сходится при  $w < 1$ , что в данном случае всегда выполняется, так как значение  $w$  всегда представляет собой правильную дробь. Однако нас интересует скорость сходимости ряда в связи с вопросом, сколько пар пластинок нужно сравнить при определенном значении  $w$  для открытия определенной доли  $z$  из каждой сотни неоткрытых переменных. В этом случае уравнение

$$1 - (1 - w)^n = z/100$$

должно быть решено относительно  $n$  (Гоффмейстер, 1933).

В табл. 51 представлена зависимость от  $w$  полного числа сравнений, необходимого для обнаружения 70, 80 и 90% переменных из данного поля звезд.

Нужно помнить, что эти значения не реальны, так как переменные данного поля могут иметь все возможные значения  $w$ . Данные таблицы приобретают смысл, когда речь идет об ограниченной группе переменных с приблизительно равными значениями вероятности открытия, и позволяют оценить усилия, необходимые для получения определенных результатов.

Ван Гент (1933) изучал эту проблему в то же время, что и Гоффмейстер, применяя ее к богатой переменными звездами области созвездия Южной Короны. Он показал, что вероятность обнаружения переменной  $k$  раз в  $n$  сравнениях,  $k = 1, 2, \dots, n$ , равна

$$a_k = NC_n^k w^k (1 - w)^{n-k}.$$

Соответственно

$$G = nw \frac{N}{N - a_0}$$

является средней частотой обнаружения при  $n$  сравнениях каждой из открытых переменных.

Большая работа Квица (1956а) была связана главным образом с вероятностью наблюдений метеоров одновременно многими наблюдателями, но в дальнейшем он применил вероятностные методы к открытию переменных звезд (Квиз, 1959). Здесь Квиз исследовал влияние определенных предположений описанной выше теории, которые не осуществляются на практике. Мы еще вернемся к этому вопросу.

Рихтер (1967а) пересмотрел и расширил теорию вероятности открытий. Он исходил из того, что на практике переменные даже в однородной группе

Таблица 51

Необходимое число сравнений

w	z			w	z		
	70 %	80 %	90 %		70 %	80 %	90 %
0,4	2	3	5	0,03	40	53	76
0,2	5	7	10	0,02	60	80	114
0,1	11	15	22	0,01	120	160	229
0,05	23	31	45				

никогда не имеет одинаковой вероятности открытия. Обусловлено это различием форм кривых блеска, амплитуд звездных величин и т.д. Значения вероятности открытия распределены вокруг среднего значения  $\bar{w}$ . Как показал Рихтер (1967а),  $a_k$  определяется не по формуле Ван Гента, упомянутой выше, а по закону

$$a_k = NC_k^n \prod_{i=1}^k (h+i) \prod_{i=1}^{n-k} (g-h+i) / \prod_{i=1}^n (g+1+i),$$

где

$$g = \frac{\bar{w}(1-\bar{w})}{\sigma^2} - 3,$$

$$h = \frac{\bar{w}^2(1-\bar{w})}{\sigma^2} + 1 + \bar{w},$$

$\bar{w}$  — средняя вероятность открытия,  $\sigma$  — среднеквадратическое отклонение значений вероятности открытия. Если в ранее упомянутую формулу

$$G = hwN/(N - a_0)$$

подставить соответствующее значение  $a_0$ , то можно найти любое число пар значений  $\bar{w}$  и  $\sigma$ , удовлетворяющих этому равенству. Наиболее подходящей парой величин считается та, которая наилучшим образом представляет все наблюдаемые значения  $a_k$ . Здесь удобно воспользоваться компьютером. Однако правильную пару значений  $\bar{w}$  и  $\sigma$  можно легко найти, пользуясь и номограммой Рихтера (1967а). Естественно, те же предположения и техника вычислений значений  $\bar{w}$  и  $\sigma$  могут быть применены в методе Гоффмейстера.

Вычисленные по этому новому методу средние значения вероятности открытия меньше значений, полученных методом Ван Гента. Для пяти сравнений отношения значений вероятности равны:

для неправильных переменных, звезд типа RW Возничего и звезд типа U Близнецов 0,65;

для звезд типа Алголя 0,70;

для звезд типа  $\beta$  Лиры 0,76;

для долгопериодических полуправильных переменных, звезд типа RR Лиры и звезд типа  $\delta$  Цефея 0,84.

Квиз отмечал, что при переходе от одной пары пластинок к другой вероятность открытия данной переменной меняется из-за различного качества пластинок. Этот недостаток можно свести к минимуму, если особенно внимательно отнестись к выбору сравниваемых пластинок. Предположим, что при различных сравнениях пластинок вероятность открытия меняется в  $F$  раз. Тогда после  $n$  сравнений среднее значение  $w$  будет равно

$$\bar{w} = \frac{(n-1)w}{n-2+4F/(1+F)^2}.$$

Для  $F = 2$  получим:

$$\begin{array}{ccc} n = 2 & 4 & \infty \\ \bar{w}/w = 1,125 & 1,030 & 1,000. \end{array}$$

Погрешность здесь так мала, что ею можно пренебречь. К такому же выводу пришел *Кианг* (1962) на основе общего подхода.

В более поздней работе *Рихтер* и *Майнунгер* (1972) приводят формулы, позволяющие одновременно учесть оба эффекта (изменение вероятности открытия от одного объекта к другому и от одного сравнения к другому).

### 6.3.2. Определение вероятности открытия по данной кривой блеска

*Квиз* (1956б) разработал геометрический метод определения вероятности открытия по кривой блеска.

На рис. 162, заимствованном из статьи *Квиза* и лишь слегка измененном в верхней части, приведена синусоидальная кривая блеска;  $\Delta m$  является минимальной разностью блеска, необходимой для открытия. Полоса шириною  $2\Delta m$ , которую можно разместить в любом месте кривой блеска, вырезает ту ее часть, где различия значений блеска малы. Если, как это показано для нулевой фазы, помещать полосу в каждую из 24 точек и проецировать всю картину на изображенную внизу фазовую схему, то можно найти ту часть кривой, где возможно открытие переменной. Иными словами, мы найдем те фазы, которые должна иметь звезда на второй пластинке, чтобы ее можно было открыть. Отношение заштрихованной части квадрата ко всей площади равно вероятности открытия для данной кривой блеска. В своей работе *Квиз* приводит также кривую зависимости между вероятностью открытия и амплитудой, выраженной в единицах  $\Delta m$ . Мы еще вернемся к этому вопросу.

*Гоффмейстер* (1962а) проанализировал ряд кривых блеска по методу, похожему на метод *Квиза*. Он ограничил свои исследования звездами типа RR Лир, группа которых наиболее однородна. За основу были взяты три кривых блеска, соответствующие подтипам RRA, RRb и RRC. В табл. 52 приведены определенные таким образом значения теоретической вероятности открытия в зависимости от критической разности в блеске  $\Delta m$  и амплитуды  $A$ .

Есть простой метод определения эмпирической вероятности открытия: если переменная найдена  $k$  раз при  $n$  сравнениях независимых пар пластинок, то  $w = k/n$ . Естественно, эта величина носит случайный характер, но по многим звездам одного типа можно получить ее приемлемое значение. В основанной на таком подходе большой работе, ограниченной опять

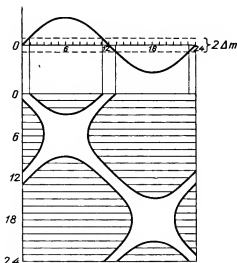


Рис. 162. Графический метод определения вероятности открытия переменных звезд (*Квиз*, см. текст)

Таблица 52

Теоретические значения вероятности открытия

Подтип RR <sub>a</sub>				Подтип RR <sub>b</sub>			Подтип RR <sub>c</sub> (синусоидальная кривая)	
A				A			A	
$\Delta m$	1,5 <sup>m</sup>	1,0 <sup>m</sup>	0,5 <sup>m</sup>	$\Delta m$	1,0 <sup>m</sup>	0,5 <sup>m</sup>	$\Delta m$	0,5 <sup>m</sup>
0,10 <sup>m</sup>	0,79	0,65	0,55	0,10 <sup>m</sup>	0,79	0,62	0,10 <sup>m</sup>	0,67
0,15	0,68	0,59	0,45	0,15	0,72	0,50	0,15	0,56
0,20	0,64	0,54	0,35	0,20	0,64	0,40	0,20	0,47
0,25	0,60	0,50	0,27	0,25	0,57	0,31	0,25	0,37
0,30	0,57	0,46	0,19	0,30	0,51	0,23	0,30	0,32

Таблица 53

Эмпирические значения вероятности открытия звезд типа RR Лирь

Амплитуда 1,5 <sup>m</sup>			1,0 <sup>m</sup>			0,5 <sup>m</sup>		
$\bar{m}$	w	n	$\bar{m}$	w	n	$\bar{m}$	w	n
13,58	0,29	6	11,80	0,20	5	11,25	0,18	3
14,25	0,23	9	13,00	0,21	5	12,62	0,30	4
14,75	0,28	8	13,50	0,24	23	13,25	0,16	11
15,25	0,22	13	14,00	0,26	39	13,75	0,17	29
15,75	0,16	15	14,50	0,24	72	14,25	0,16	25
16,25	0,13	8	15,00	0,24	62	14,75	0,14	40
16,75	0,14	2	15,50	0,16	119	15,25	0,13	44
			16,00	0,13	52	15,75	0,10	25
			16,50	0,10	74	16,25	0,09	14
			17,00	0,07	6	16,75	0,06	4

Для контроля использовалось поле вокруг звезды 67 Oph, фотографировавшееся на 400/1600-миллиметровом астрографе. Было проведено 10 сравнений, и 24 звезды типа RR Лирь дали значение  $\bar{w} = 0,20$ . Было обнаружено:

$\bar{m}$		
10 звезд	1 раз	15,65
7 звезд	2 раза	15,36
3 звезды	3 раза	15,05
2 звезды	4 раза	15,50

Большинство объектов слабые. Для подтверждения случаев однократной регистрации, естественно, использовалось больше десяти пар пластинок сравнения. Представляется целесообразным для определения вероятности открытия использовать весь имеющийся в наличии материал, но заметим, что в этом случае не удастся обеспечить такой однородности материала, как при использовании подобранных пар сравнения.



звездами типа RR Лир, по пластинкам, полученным Гоффмейстером в Бойденской обсерватории близ Блумфонтейна (Южно-Африканская Республика) на телескопе с объективом 250/1250 мм, были получены значения, данные в табл. 53. Здесь  $\bar{m}$  — среднее значение величины  $0,5(m_{\max} + m_{\min})$  и  $n$  — число звезд. Боргман (1956) использовал похожий метод, который будет применен в следующем разделе.

Табл. 53 показывает, что вероятность открытия уменьшается и при увеличении, и при уменьшении среднего блеска  $\bar{m}$ . Это в первую очередь определяется тем, что характеристическая кривая фотопластинок наиболее крутая для определенных оптимальных значений блеска, а для больших или меньших величин она становится пологой, и для выявления переменности необходимы большие значения  $\Delta m$ .

Недавно Саха (1984) описал геометрический метод определения вероятности открытия в применении к результатам автоматического сканирования пластинок (см. также Саха и др., 1986).

### 6.3.3. Сравнение теоретических и эмпирических значений вероятности открытия — роль наблюдателя и метода

Из таблиц, приведенных в предыдущем разделе, видно, что значение вероятности открытия, полученное эмпирически, составляет половину значения, предсказанного теоретически. На первый взгляд этот результат удивляет. Причина различия в том, что в теории подразумеваются идеальные пластинки и идеальный наблюдатель у компаратора. В реальной жизни эти условия не выполняются. Каждый, кто много работал с фотографиями звездного неба, знает, что их качество существенно различается, и часто бывает очень трудно выбрать хорошую пару пластинок. Дефекты возникают из-за плохой фокусировки, неточного гидрирования и влияния атмосферных эффектов на резкость и устойчивость изображения. При фокусировке расстояния более 1 м атмосферные условия приобретают большое значение.

Без сомнения, очень велика и роль наблюдателя, особенно при использовании визуального и стереоскопического методов, где для максимальной эффективности требуется наличие большей практики, чем при бликовании. Гоффмейстер (1933) по серии из 121 сравнения пластинок, полученных при фотографическом патрулировании неба, нашел "коэффициенты эффективности". За время около четырех лет он получил увеличение первоначального значения эффективности примерно в три раза. И даже после этого (в 1933 г.) нельзя было утверждать, что достигнуто постоянное значение эффективности. Причиной может быть уже упоминавшаяся особенность стереоскопического метода, где распознавание небольшой разности блеска требует более длительной практики, чем при методе бликования. Важно указать, что новые открытия часто делаются в области самых слабых изображений на пластинке.

Рихтер (1967а) исследовал сделанные Гоффмейстером многочисленные сравнения пар пластинок, полученных на телескопе с триплетом 170/1200 мм, и установил увеличение числа открытий между 1927 и 1930 гг., а затем постоянную эффективность вплоть до 1941 г. И эти, и описанные позже поиски переменных проводились с использованием стереоскопического метода.

Мерой производительности поисков и ее изменений во времени служит число переменных, обнаруженных во время одного сравнения, т.е. сумма числа вновь открытых переменных и числа повторных обнаружений известных ранее случаев. Гоффмейстер сравнил результаты, основанные на 181 паре пластинок, полученных на телескопе с четырехлинзовым объективом (диаметр 400 мм, фокусное расстояние 1600 мм). Пластинок перекрывал 30 полей, каждое из которых имело площадь около 103 кв. градусов. Пластинок составляли две группы, далеко разнесенные во времени: 1945–1946 и 1962–1967 гг. Объективы телескопа и компараторы были для обеих групп разными, но их технические характеристики были почти одинаковыми. Объектив, при помощи которого была получена первая серия пластинок, был более короткофокусным, чем объектив, установленный в 1961 г. Разница в величине поля в дальнейшем была учтена. Кроме того, изменился и сорт пластинок. Средняя эффективность сравнения 57 пар пластинок с 1945 по 1946 г. и эффективность сравнения 124 пар с 1962 по 1967 г. относятся как 1:0,966. Таким образом, можно сказать, что эффективность системы объектив + пластинка + компаратор + наблюдатель практически не переменалась за 20 лет. Если уменьшение эффективности на 3,4% реально, то ему можно найти объяснения. Но 11 из 30 полей показывают увеличение эффективности, что говорит о большой роли случайности в конечном результате.

Боргман (1956) определил "функцию качества"  $Q(\Delta m, m)$  посредством интегрального уравнения

$$w(A, m) = \int_0^1 Q(\Delta m, m) \theta(\Delta m/A) d(\Delta m/A)$$

и использовал ее для сравнения различных методов. Он пришел к заключению, что использованный им метод электронного сканирования в несколько раз эффективнее метода блинкования Ван Гента и Ферверды.  $Q(\Delta m, m)$  — это вероятность того, что наблюдатель у компаратора на одной паре пластинок заметит разницу  $\Delta m$  в блеске звезды (величина которой близка к  $m$ );  $\theta(\Delta m/A)$  — вероятность того, что на данной паре пластинок определенного типа переменных звезд с амплитудой  $A$  имеет различие в блеске  $\Delta m$ .

В уже цитированной работе Рихтера на основе выполненного Гоффмейстером сравнения пар пластинок, полученных на телескопе с трехлинзовым объективом 170/1200 мм, выведено эмпирическое значение вероятности открытия переменных различных типов. Предельная величина этих пластинок примерно  $16,5^m$ . Результаты приведены в табл. 54.

Во избежание недоразумений нужно иметь в виду следующее: когда, например, дано, что долгопериодическая переменная с максимальной величиной блеска между  $12^m$  и  $13^m$  и амплитудой около  $4^m$  имеет вероятность открытия 0,44, это значит, что на любой паре пластинок данного поля, полученных с подходящим временным интервалом, мы имеем 44% шансов успеха в поиске. Это значение обусловлено вероятностью того, что при возможной максимальной амплитуде в  $4^m$  блеск звезды во время получения обеих пластинок так различался, что звезду можно было заметить как переменную; а также вероятностью того, что наблюдатель действительно увидит это, и случайные дефекты изображения или другие недостатки

Таблица 54

Эмпирические вероятности открытий

Тип	$\delta$ Cep,	RRab	RRc, W UMa	$\beta$ Lyr	
$m_{\max}$ \ A	0,3–1,0 <sup>m</sup>	1,1–1,8 <sup>m</sup>	0,3–1,0 <sup>m</sup>	0,3–1,0 <sup>m</sup>	
12 <sup>m</sup>	0,15	0,20	0,14	0,06	
12–13	0,18	0,23	0,14	0,06	
13–14	0,14	0,17	0,11	0,04	
14–15	0,08	0,10	0,06	0,03	

Тип	Алголь	$D/P = 0,03-0,12$		$D/P \geq 0,13$		
$m_{\max}$ \ A	0,3–1,0	1,1–1,8	1,9–3,0	0,3–1,0	1,1–1,8	1,9–3,0 <sup>m</sup>
12 <sup>m</sup>	0,03	0,05	0,09	0,05	0,09	0,15
12–13	0,03	0,06	0,10	0,06	0,11	0,17
13–14	0,04	0,06	0,05	0,05	0,10	0,15
14–15	0,02	0,04	0,05	0,04	0,06	0,08
15–16	0,02	0,02		0,03	0,03	

Тип	Долгопериодические, полуправильные, RV Tau, с периодами средней продолжительности				
$m_{\max}$ \ A	0,5–1,0	1,1–1,8	1,9–3,0	3,1–4,9	$\geq 5,0^m$
12 <sup>m</sup>	0,09	0,21	0,39	0,52	0,56
12–13	0,10	0,23	0,39	0,44	
13–14	0,10	0,20	0,29	0,32	
14–15	0,06	0,15	0,21		
15–16	0,04	0,07			

Тип	Неправильные			
$m_{\max}$ \ A	0,3–0,6	0,7–1,0	1,1–1,8	1,9–3,0 <sup>m</sup>
12 <sup>m</sup>	0,04	0,07	0,10	0,20
12–13	0,04	0,08	0,12	0,19
13–14	0,03	0,07	0,11	0,19
14–15	0,02	0,05	0,07	
15–16	0,02	0,04		

эмульсии не мешают обнаружению. (Нужно отметить, что описанные здесь работы были проведены не на одном инструменте, а использовались трехлинзовый объектив 170/1200 мм с предельной величиной 16,5<sup>m</sup> и четырехлинзовый объектив 400/1600 мм с предельной величиной 18<sup>m</sup>. Сравнивать результаты можно лишь по аргументу превышения блеска над предельной величиной.)

Можно показать – проще всего на примере звезд типа RR Лир, для которых результаты наиболее надежны, – что полученное эмпирическое

значение вероятности существенно меньше теоретического или же значения, найденного по заданным кривым блеска. Формально можно достичь согласия, если принять, что необходимое для обнаружения переменности минимальное различие в блеске превышает  $0,5^m$ . Но это не обязательное правило, так как часто находят переменные с амплитудой меньше, чем  $0,5^m$ . Как уже говорилось, причина расхождения состоит в том, что теория подразумевает идеальные пластинки и идеального наблюдателя, но в сложном процессе открытия возможны различные отклонения как технического, так и психофизиологического характера. Для звезд с быстрой переменностью блеска, включая и звезды типа RR Лры, удлинение экспозиции приводит, как известно, к сглаживанию фотографической кривой блеска.

#### 6.4. Составление каталогов и предварительное обозначение звезд

Как описано во введении, до начала использования фотографии открытия переменных звезд происходили практически случайно. Фотографии одних и тех же областей, полученные в различное время, позволили, путем сравнения пластинок, начать систематический поиск неизвестных объектов. В этих исследованиях в течение десятилетий лидером была Гарвардская обсерватория (Кембридж, шт. Массачусетс) под руководством *Пикеринга* и *Шепли*. В конце прошлого столетия и в начале нынешнего было проведено исследование Магеллановых Облаков. Исследования проводила в основном мисс *Ливитт*.

Из более ранних авторов, наряду с Аргеландером, нужно упомянуть *Погсона* и *Хайнда*, сделавших соответственно 14 и 20 открытий. Первый каталог переменных звезд был опубликован *Пиготтом* в 1786 г. Он содержал 12 подтвержденных и 14 заподозренных переменных звезд. Затем появился уже упоминавшийся список *Аргеландера* (1844 г., восемнадцать звезд) и каталог *Шёнефельда* и *Виннеке*, содержащий 126 звезд и опубликованный в Квартальном отчете Астрономического общества в 1868 г. В период с 1884 по 1904 гг. было несколько публикаций *Гора* и *Чандлера*. После этого число звезд резко увеличилось за счет списков, опубликованных Гарвардской обсерваторией: *Пикеринг* (в 1903 г.) — 701 звезда; *Кеннион* (в 1907 г.) — 1425 звезд, из них 551 — в скоплениях. В это время Астрономическое общество (АО) образовало Комиссию переменных звезд, задачей которой стало издание справочника "Geschichte und Literatur" и ежегодной сводки данных под названием "Katalog und Ephemeriden" ("Каталог и эфемериды"). Полное число переменных звезд увеличивалось следующим образом:

1910 г. 677 звезд  
1923 г. 2233 звезды  
1933 г. 5826 звезд  
1943 г. 9476 звезд.

Гарвардский каталог в 1907 г. содержал, как уже говорилось, 1425 переменных; разница, в основном, обусловлена тем, что переменные звездных скоплений и Магеллановых Облаков были исключены из ежегодни-

Таблица 55

## Распределение переменных по типам

Тип	Количество				
	1948	1958	1969	1976	1985
$\delta$ Цефея и W Девы	497	610	705	773	813
RR Лирь	1720	2426	4470	5817	6112
$\delta$ Щита и RRs	0	5	64	157	221
Мириды	3025	3659	4568	5212	5829
Полуправильные и неправильные (L)	2019	3045	3916	5151	5661
RV Тельца	72	92	104	105	122
$\beta$ Цефея	6	11	20	50	89
$\alpha^1$ Гончих Псов	0	9	28	73	179
Новые	114	146	166	194	208
SS Лебедя и SU Большой Медведицы	77	112	215	253	289
Z Жирафа	15	15	20	32	43
Новоподобные, $\gamma$ Кассиопеи, Z Андромеды и S Золотой Рыбы	25	35	48	107	199
UV Кита и родственные типы	0	15	99	838	1145
T Тельца и родственные типы	173	590	979	1117	1450
R Северной Короны	35	39	32	40	37
ZZ Кита	0	0	0	7	22
VY Дракона	0	0	0	9	34
Затменные звезды (всех типов)	1913	2763	4051	4714	5022
Эллипсоидальные переменные и FK Волос Вероники	3	5	8	10	46
Оптически переменные пульсары	0	0	1	1	3
Оптически переменные квазары и галактики	0	0	66	102	450
Неизвестные и неклассифицированные	1071	992	836	813	727
Вероятно, непериодические	152	142	148	148	158

ков АО. Звезда регистрировалась как новая переменная только после подтверждения ее переменности и окончательного обозначения в "Benennungslisten" ("Список обозначений"). Название "Каталог и эфемериды" не означает, что это был просто список звезд; здесь были приведены предсказанные максимумы долгопериодических звезд и минимумы затменных переменных. Работа эта велась в Бамберге Хартвигом, после его смерти в 1923 г. — Прагером, а затем Шнеллером в Бабельсберге. 1943 год был последним годом публикации этого издания.

Так как после 1945 г. АО утратило свой международный характер, то Международный астрономический союз (МАС) поручил астрономическим учреждениям в Москве продолжить эту работу с целью издания каждые 10 лет Общего каталога переменных звезд и дополнений — в промежутках между ними. От публикации эфемерид решено было отказаться.

Издания ОКПЗ, выпущенные до сих пор, содержат:

издание 1948 г.	— 10 912 звезд
1958	14 711
1969	20 437
с дополнениями до 1976 г.	— 25 842
издание 1985 г.	— 28 450.

В табл. 55 представлено количество звезд различных типов переменности, включая и сомнительные случаи (среди оптически переменных пульсаров, квазаров и галактик в таблицу включены также и объекты, не имеющие обозначений, принятых для переменных звезд).

С введением фотографии большая часть новых открытий была сделана на основе систематических исследований. В результате отдельные наблюдатели сделали целые серии открытий. Однако, так как переменная звезда получает окончательное обозначение только после того, как проведено полное исследование изменения блеска, многие авторы или институты ввели предварительные обозначения в виде букв с порядковым номером. В табл. 56 представлены обозначения наиболее представительных рядов открытий (более 100 звезд). Больше всего переменных было найдено в Гарвардской обсерватории (13 023). В связи с этим нужно упомянуть нескольких леди: Кеннон, Флеминг, Хоффлейт, Ливитт и Суоп. Вторым, после Гарварда, следует Зоннеберг — 10 912 переменных; здесь Гоффмейстер открыл около 10 000 объектов, а Моргенрот — около 500. Кроме рядов, приведенных в табл. 56, большие списки были опубликованы миссис Харвуд из обсерватории им. Марии Митчел (США), М. и Г. Вольфами

Таблица 56

Обозначения переменных звезд

Знак перед номером	Значение знака	Год введения	Страна
HV	Гарвардская переменная	1890	США
Innes	Имя первооткрывателя	1914	Ю. Африка
Ross	Имя первооткрывателя	1924	США
S	Зоннеберг	1926	ГДР
Zi	Е. Циннер	1929	Германия
SVS (СПЗ)	Советская переменная звезда	1933	СССР
P	Р. Прагер	1934	Германия
VV	Ватиканская переменная	1950	Ватикан
BV	Бамбергская переменная	1955	ФРГ
GR	Г. Романо	1958	Италия
Wr	Р. Вебер	1958	Франция
HBV	Гамбург-бергедорфская переменная	1961	ФРГ
A	Азнаго	1966	Италия
T	Тонандинггла	1968	Мексика
B	Бюракан	1970	СССР

(Гейдельберг), Бруном (Франция), Лейтенем (Голландия и США), Плаутом и Остерхофом (Голландия), Бааде (США), Пигатто и Розино (Италия). Среди удачливых авторов следует упомянуть Штромайера (Бамберг) и Вахманна (Бергедорф, близ Гамбурга).

На сегодняшний день около 17 000 звезд ожидает подтверждения переменности и окончательного обозначения.

В заключение нужно сказать, что некоторые переменные имели какое-либо специальное обозначение до обнаружения у них изменения блеска. Эти обозначения были присвоены на основе их особенностей: фотометрических (рентгеновский, ультрафиолетовый, инфракрасный или радиоисточник), спектральных (объекты с эмиссионными линиями или спектральные переменные) или морфологических (планетарные туманности). И здесь обозначения могут быть предварительными или окончательными. Они состоят из аббревиатуры названия института, спутника или имени исследователя вместе с порядковым номером или сокращенной формой экваториальных, а для планетарных туманностей — галактических координат.

Со списком наиболее важных астрономических каталогов можно познакомиться у Зомбека (1980) или же в информационном бюллетене Центра звездных данных в Страсбурге. К числу важнейших принадлежат: каталог рентгеновских источников Амнуля и др. (1979), каталоги радиоисточников Диксона (1970) и Финлея и Джонс (1977); каталог квазаров Хьюита и Бербиджа (1987); каталог планетарных туманностей Перека и Когоутека (1967).

**Примеры.** 1. Рентгеновский источник XRS 04305 + 052 (XRS = каталог Амнуля и др., 1979; числа являются аббревиатурой  $\alpha = 4^h 30,5^m$  и  $\delta = +5,2^\circ$ ) = 4U 0432 + 05 (4U = Четвертый каталог UHURU) = радиоисточник 3C 120 (Третий Кембриджский каталог) = 4C + 05.20 (Четвертый Кембриджский каталог) = RAO 182 (Грин Бэнк) = OA 140 (Огайо) = OF + 052 (Огайо) = PKS 0430 + 05 (Паркс) = BW Tau (переменная сейфертовская галактика).

2. XRS 16560 + 354 = 4U 1656 + 35 = 2A 1655 + 353 (Каталог Ариэль) = Нег X - 1 = HZ Her (маломассивная рентгеновская двойная система).

3. Планетарная туманность 60-7°1 (Каталог Перека и Когоутека, 1967) = He 1-5 (Каталог Хенайза) = FG Sge (необычная переменная звезда).

## 6.5. Классификация переменных звезд

Как отмечалось во введении, структура этой книги основана на разделении звезд по типам согласно основной причине изменения их блеска. Из дидактических соображений, а иногда и на основе субъективного подхода наша классификация слегка отличается от международных принципов классификации, реализованных, например, в 4-м издании ОКПЗ (Холопов и др., 1985). Но теперь мы хотим воспроизвести классификацию, приведенную в ОКПЗ; конечно, более глубокое представление читатель может получить, только прочитав соответствующую главу книги. В следующей ниже сводке (внутри основных классов порядок алфавитный) приведены общепринятые сокращения, составленные нами сокра-

щенные описания типов звезд и номера разделов, в которых рассматриваются или упоминаются переменные данного типа.

### 1. *Эруптивные переменные.*

FU — звезды типа FU Ориона, разновидность звезд типа Т Тельца со вспышками в  $6^m$  продолжительностью в несколько десятилетий, 3.3.2.

G Cas — звезды типа  $\gamma$  Кассиопеи, быстро вращающиеся Ве-звезды с медленными изменениями блеска, 3.4.2.

I — неправильная переменность блеска (обычно не столь медленная, как у звезд типа L), очень неоднородная группа, 3.3.2.

Возможные дополнения к символу I:

a — звезды ранних спектральных классов (O—A);

b — звезды спектрального класса F или более поздние;

p — звезды, связанные со светлыми или темными туманностями, вероятно, очень молодые;

s — быстрые переменные (до  $1^m$  за время 1–10 суток);

T — звезды, спектр которых похож на спектр звезды Т Тау;

YY — звезды со спектрами, свидетельствующими о падении вещества на звезду (звезды типа YY Ориона).

RCB — звезды типа R Северной Короны, непериодические ослабления блеска с амплитудой  $1-9^m$ , дефицит водорода, спектральные классы Bpe—R, 3.5.

RS — двойные звезды типа RS Гончих Псов, пятнообразование из-за хромосферной активности приводит к квазипериодическим изменениям блеска (несколько десятых звездной величины) с характерным временем орбитального обращения, 3.7.2.

S Dor — звезды типа S Золотой Рыбы, в основном неправильные изменения блеска с амплитудой до  $7^m$  за время от 10 до 100 суток, сверхгиганты спектральных классов Bpeq — Fpeq, 3.4.1.

UV — звезды типа UV Кита (вспыхивающие звезды), вспышки с амплитудами до  $6^m$  за несколько минут, спектральные классы KVe — MVe, 3.3.3.

UVp — вспыхивающие звезды в туманностях, родственные звездам типа Ipb, 3.3.3.

WR — эруптивные звезды Вольфа — Райе, неправильные изменения блеска до  $0,1^m$ , 3.4.4.

### 2. *Пульсирующие переменные.*

A Cyg — звезды типа  $\alpha$  Лебедя, сверхгиганты с нерадиальными пульсациями, спектральными классами Beq — Aeqla и амплитудой около  $0,1^m$ , 3.4.1.

B Ser — звезды типа  $\beta$  Цефея, пульсирующие переменные ранних подклассов спектрального класса BIV, амплитуда до нескольких десятых звездной величины, 2.3.1.

B Ser s — короткопериодические звезды типа  $\beta$  Цефея с небольшими амплитудами, 2.3.1.

Ser — звезды типа  $\delta$  Цефея в широком смысле; сверхгиганты с радиальными пульсациями, с периодами от одних суток до нескольких месяцев и амплитудами до  $2^m$  (V), отнесение которых к одному из шести типов, описанных ниже, затруднено из-за недостатка наблюдательных данных, 2.1.2.



Сер(B) — звезды типа  $\delta$  Цефея с двумя или несколькими одновременно действующими периодами, 2.1.2.

CW — звезды типа W Левы; цефеиды, принадлежащие к населению II типа или старому населению диска, 2.1.2.

CWa — звезды типа CW с периодами более 8 суток, 2.1.2.

CWb — то же, с периодами менее 8 суток (например, BL Нег, 5.1.2).

D Сер — классические звезды типа  $\delta$  Цефея, принадлежащие к населению I типа, 2.1.2.

D Сер s — звезды типа  $\delta$  Цефея, имеющие почти синусоидальные изменения блеска с амплитудами менее  $0,5^m$  (V), 2.1.2.

D Sct — переменные типа  $\delta$  Щита, пульсирующие звезды спектральных классов A0 — F5IV  $\pm$  с амплитудами до нескольких десятых звездной величины, принадлежат к населению I типа, 2.1.4.

D Sct c — звезды типа D Sct с амплитудами  $< 0,1^m$ .

L — медленные неправильные переменные, 2.2.2.

Lb — звезды типа L спектральных классов K, M, C, S, как правило, гиганты;

Lc — то же, сверхгиганты.

M — мириды, долгопериодические переменные гиганты поздних спектральных классов с амплитудами  $> 2,5^m$  (V), 2.2.1.

PV Tel — звезды типа PV Телескопа, горячие гелиевые сверхгиганты спектрального класса Bp с изменениями блеска в несколько десятых звездной величины, в течение времени от нескольких суток до нескольких месяцев, 3.5.

RR — переменные типа RR Лиры, гиганты спектральных классов A—F, имеющие радиальные пульсации с периодами  $0,2\text{--}1,0^d$  и амплитудами до  $2^m$  (V), 2.1.3;

RR(B) — звезды типа RR с двумя одновременно действующими периодами пульсаций;

RRab — звезды типа RR с асимметричными кривыми блеска;

RRc — то же, но с почти симметричными кривыми блеска, амплитудами  $< 0,8^m$  (V) и периодами  $< 0,5^d$ .

RV — звезды типа RV Тельца; изменения блеска, как правило, имеют вид двойной волны (до  $2^m$ ), с чередующимися глубокими и мелкими минимумами, периоды  $30\text{--}150^d$ , 2.2.2.

RVa — звезды типа RV, средняя звездная величина которых не меняется;

RVb — то же, но средняя звездная величина меняется с периодом в несколько сотен суток и амплитудой до  $5^m$ .

SR — полуправильные переменные гиганты и сверхгиганты промежуточных или поздних спектральных классов с длиной цикла от 20 до 2000 суток и амплитудами до нескольких величин, 2.2.2.

SRa — звезды типа SR с хорошо выраженной периодичностью и мириды с амплитудами  $< 2,5^m$ ;

SRb — то же, но периодичность выражена плохо, поздние гиганты;

SRc — поздние сверхгиганты, в остальном похожие на звезды типа SRb;

SRd — звезды спектральных классов F—K, в остальном похожие на SRb или SRc.

SX Phe — звезды типа SX Феникса, похожие на звезды типа D Sct, но принадлежащие населению диска или населению II типа, 2.1.4.

ZZ — звезды типа ZZ Кита, белые карлики с нерадиальными пульсациями, 2.3.2.

ZZA — звезды типа ZZ, спектрального класса DA, с линиями поглощения водорода;

ZZB — то же, но с линиями поглощения гелия (спектральный класс DB);

ZZO — то же, спектральный класс DO.

### 3. Вращающиеся переменные звезды.

ACV — звезды типа  $\alpha^2$  Гончих Псов, магнитные звезды спектрального класса A с периодами изменения блеска от десятых долей суток до нескольких суток и амплитудами  $< 0,1^m$ , 3.7.4;

ACVo — звезды типа ACV, на изменение блеска которых накладываются быстрые нерадиальные колебания ( $\approx 0,01^m$ ,  $\approx 10$  мин).

BY — звезды типа BY Дракона, карлики спектральных классов K—M\*) с квазипериодическими изменениями блеска, с амплитудами до  $0,5^m$  и периодами от долей суток до нескольких сотен суток, 3.7.1.

Ell — эллипсоидальные звезды в двойных системах, изменения блеска ( $\approx 0,1^m$ ) обусловлены изменением площади поверхности, обращенной к наблюдателю, 4.1.3.

FK Com — звезды типа FK Волос Вероники, быстро вращающиеся гиганты спектральных классов G—K с периодами до нескольких суток и амплитудами до нескольких десятых звездной величины, 3.7.3.

Psr — оптически переменные пульсары, вращающиеся нейтронные звезды, излучение которых имеет узкую диаграмму направленности, 3.7.5.

SX Agi — переменные типа SX Овна, похожи на звезды типа ACV, но более горячие (B0—B9), в спектре видны линии поглощения гелия, 3.7.4.

### 4. Катаклизмические (взрывные и новоподобные) переменные.

AM — звезды типа AM Геркулеса, смена высоких и низких уровней блеска (амплитуда — несколько звездных величин) с нерегулярными промежутками от нескольких месяцев до десятилетий, являются двойными системами, в которые входит компактный магнитный объект (поляр), 3.1.4.

N — новые звезды, 3.1.2;

Na — быстрые новые, ослабление блеска на  $3^m$  после вспышки происходит за 100 или менее суток;

Nb — медленные новые, ослабление блеска на  $3^m$  после вспышки происходит за 150 или более суток;

Nc — очень медленные новые, продолжительность максимума блеска свыше десяти лет;

Nl — новоподобные переменные, неоднородная группа звезд со вспышками, похожими на вспышки новых, или спектральными особенностями и изменениями блеска, как у бывших новых;

Nr — повторные новые, у которых наблюдались две или несколько вспышек.

---

\*) По уточненному определению ОКПЗ (т. II). G—M. (Примеч. ред. перевода.)

SN — сверхновые звезды, амплитуда вспышек которых составляет  $20^m$  или больше, сбрасывают расширяющуюся эмиссионную туманность, 3.2;

SNI — сверхновые, в спектре которых ни у звезды, ни у туманности нет водородных линий, ослабление блеска на  $0,1^m$  после максимума происходит примерно за 30 дней;

SNII — сверхновые с водородными линиями в спектре, кривые блеска разнообразны.

UG — звезды типа U Близнецов (карликовые новые), вспышки с амплитудами в несколько звездных величин, интервалы между вспышками составляют от нескольких суток до нескольких лет, 3.1.3;

UG SS — звезды типа SS Лебеда, изменения блеска с амплитудами  $2-6^m$  и средней продолжительностью цикла (характерного для каждой звезды) от десяти до нескольких тысяч суток;

UG SU — звезды типа SU Большой Медведицы, похожи на звезды типа UG SS, но наряду с нормальными вспышками время от времени у звезды наблюдаются сверхвспышки;

UG Z — звезды типа Z Жирафа; ряд циклически повторяющихся вспышек с интервалами 10–40 суток и амплитудами от 2 до  $5^m$  прерывается иногда постоянством блеска на уровне, среднем между минимальным и максимальным.

Z And — симбиотические звезды типа Z Андромеды, с неправильными изменениями блеска до  $4^m$ , представляют собой систему из горячей и холодной звезды и протяженной оболочки, 3.1.6.

#### 5. Затменные системы.

##### а) Классификация по форме кривой блеска.

E — затменные двойные системы, у которых из-за определенного наклона орбиты один компонент периодически затмевает другой, гл. 4;

EA — звезды типа Алголя, в промежутках между минимумами блеск остается почти постоянным, периоды составляют от 0,2 до  $> 10000$  суток;

EB — звезды типа  $\beta$  Лиры, системы с эллипсоидальными компонентами, что обуславливает непрерывные изменения блеска, периоды больше одних суток.

EW — звезды типа W Большой Медведицы, похожие на звезды типа EB, но с периодами меньше одних суток и амплитудами около  $0,8^m$ .

##### б) Классификация особых объектов по физическим характеристикам компонентов.

GS — один или оба компонента гиганты или сверхгиганты, один из компонентов может быть звездой главной последовательности, 4.2.

PN — ядра планетарных туманностей, 3.4.3.

RS — звезды типа RS Гончих Псов с квазипериодическими изменениями блеска, вызванными вращением компонента с пятнами на поверхности, 3.7.2.

WD — системы с белыми карликами, 4.2.

WR — системы со звездами Вольфа — Райе, 4.2, 3.4.4.

##### в) Классификация по степени заполнения внутренних поверхностей Роша.

AR — разделенные системы типа AR Ящерицы, оба компонента — субгиганты, не достигающие своих внутренних эквипотенциальных поверхностей.

D — разделенные системы, компоненты которых не достигают своих эквипотенциальных поверхностей;

DM — звезды типа D, оба компонента — звезды главной последовательности;

DS — звезды типа D, один из компонентов системы — субгигант;

DW — звезды типа D, похожие на системы типа KW, но не являющиеся контактными.

K — контактные системы, оба компонента заполняют свои внутренние критические поверхности;

KE — звезды типа K, оба компонента звезды спектральных классов O—A;

KW — звезды типа K, оба компонента являются эллипсоидальными карликами спектральных классов F0—K.

SD — полуразделенные системы, поверхность менее массивного компонента-субгиганта близка к его внутренней критической поверхности.

Возможно сочетание трех способов классификации, например EA/WR. 6. *Оптически переменные рентгеновские двойные системы.*

X — тесные двойные системы, источники сильного переменного рентгеновского излучения, не относящиеся к описанным выше типам.

Поясняющие обозначения при X:

B — рентгеновские барстеры, рентгеновские и оптические вспышки продолжительностью от нескольких секунд до нескольких минут с амплитудой  $0,1^m$  (V), 3.1.7.

F — источники типа Лебедь X-1 с быстрыми колебаниями рентгеновского или оптического излучения, с циклом порядка десятков миллисекунд, 3.1.8.

I — источники типа Скорпион X-1 (рентгеновские неправильные), неправильные изменения блеска, с характерным временем порядка минут и часов и амплитудой около  $1^m$  (V), 3.1.7.

J — источники типа SS433, характеризующиеся наличием релятивистских струй, проявляющихся во всех спектральных диапазонах, 3.1.8.

ND — рентгеновские новоподобные, имеющие рентгеновские и оптические вспышки продолжительностью до нескольких месяцев ( $4-9^m$  в V), содержат горячий компактный объект и холодный карлик или субгигант, 3.1.7.

NG — источники, похожие на источники типа ND, но содержащие наряду с горячим компактным объектом субгигант или гигант ранних спектральных классов, амплитуды  $1-2^m$  (V), 3.1.8.

P — рентгеновские системы с пульсаром, 3.1.7, 3.1.8.

R — источники с изменениями блеска до  $3^m$  (V), обусловленными "эффектом отражения" и переменной активностью, например звезды типа HZ Геркулеса с карликом спектрального класса B—F, 3.1.7.

M — источники с сильным магнитным полем (поляры); звезды типа AM (см. выше), имеющие рентгеновское излучение, 3.1.4.

Возможны комбинации E + X, Ell + X или XPR, XNGP и др. Если излучение рентгеновского пульсара не наблюдается с Земли, то буква P в обозначении отсутствует.

### 7. Другие символы.

BL Lac — объекты типа BL Ящерицы, внегалактические объекты со сравнительно быстрыми, неправильными изменениями блеска, с амплитудой до  $3^m$ . Раньше их ошибочно считали переменными звездами. 5.3.4.

Cst — постоянные звезды.

Gal — оптически переменные квазизвездные внегалактические объекты (активные ядра галактик), 5.3.2.

l: — звезды с медленными изменениями блеска неустановленного типа.

QSO — оптически переменные квазизвездные внегалактические радиоисточники (квазары), 5.3.3.

s: — звезды с быстрыми изменениями блеска неустановленного типа.

\* — уникальные переменные звезды.

Примечание: Замена греческих букв латинскими в названиях звезд (например, G вместо  $\gamma$ ) обусловлена работой с компьютером, но она, конечно, не вполне корректна. В нашей книге мы не использовали измененных названий. Это не должно приводить к ошибкам.

## РОЛЬ ПЕРЕМЕННЫХ ЗВЕЗД В ИЗУЧЕНИИ СТРОЕНИЯ ГАЛАКТИКИ И ЗВЕЗДНОЙ ЭВОЛЮЦИИ

### 7.1. МЕТОДЫ

**Основные способы.** Важнейшей задачей звездной статистики является переход от видимого распределения объектов к их реальному пространственному распределению, что позволяет получить информацию о структуре Галактики. Для этой цели обычно используют три способа.

1. По небесным координатам и расстоянию можно определить пространственные координаты объекта; обычно их представляют в прямоугольной системе координат  $XYZ$ , связанной с плоскостью Галактики и ее центром. Знание расстояния является принципиальным, и в этом заключается ограниченность данного метода. Из большого числа индивидуальных определений пространственных координат можно получить картину соответствующей подсистемы. Этот способ очень полезен при исследовании шаровых скоплений. Он применим также и для переменных звезд, если расстояние до них можно определить, пользуясь их абсолютной и видимой звездными величинами. Применение метода ограничивается относительно узким классом объектов.

2. Данный метод имеет сугубо статистическую природу. Из видимой плотности объектов на небесной сфере, т.е. из их количества на квадратный градус, и из распределения их видимых величин определяется пространственная плотность на различных расстояниях. Для этого необходимо знать частоту встречаемости различных абсолютных величин (функцию светимости) для данного типа звезд. Получается интегральное уравнение, с помощью которого можно вычислить пространственную плотность на различных расстояниях.

3. Этот способ совершенно иной. В нем используются эмиссионные линии газовых облаков, особенно часто — линия нейтрального водорода (21 см), а также линии молекул  $\text{CO}$ ,  $\text{OH}$ ,  $\text{CH}$ ,  $\text{H}_2\text{CO}$  и др. Измерение интенсивности и доплеровского смещения этих линий позволяет судить о вращении и спиральной структуре Галактики, об изменении химического состава газа в зависимости от удаления от центра Галактики и от расстояния от галактической плоскости, о расширении газа в области ядра Галактики и наличии кольца из плотного межзвездного вещества, окружающего центр Галактики на расстоянии 5 кпк. Подробнее с этими вопросами можно познакомиться в книге "Крупномасштабные характеристики Галактики" (Симпозиум МАС № 84, 1978).

Как первый, так и особенно второй способы можно успешно применять к переменным звездам, тем более, что по сравнению с общей звездной статистикой здесь есть большое преимущество: по крайней мере для некоторых групп объектов вместо функции светимости можно пользоваться постоянным значением светимости. Это предположение справедливо для звезд типа RR Лиры, но применимо и к звездам типа  $\delta$  Цефея, если ограничиться узким диапазоном периодов. Естественно, при этом важно обнаружить как можно больше переменных, так как чем больше звезд имеет исследователь в своем распоряжении, тем лучше может он удовлетворить этому требованию. Числа звезд типа  $\delta$  Цефея, вероятно, не хватает для строгого применения данного метода, но положение облегчается возможностью использовать индивидуальные абсолютные величины. Делается это следующим образом: выбирается площадка на небе с определенной площадью, в которой выявлено некоторое число переменных с известными абсолютными величинами. Телесный угол, ограниченный площадкой, делится эквидистантными поперечными сечениями на части, объем которых легко вычислить. Расстояния до переменных определяются по их абсолютным величинам, и таким образом находят, сколько объектов попало в каждый элемент объема. Это дает возможность вычислить пространственную плотность звезд на кубический килопарсек (кпк<sup>3</sup>). Остается вычислить галактические координаты центров каждого элемента объема и повторить эту процедуру для другого поля с тем же типом звезд. Чем больше полей изучено, тем легче построить картину "подсистемы" данного типа звезд, т.е. определить ее протяженность и градиенты плотности (меру увеличения или уменьшения пространственной плотности с расстоянием). На основе этого может быть определена принадлежность к тому или иному типу населения; степень концентрации к центру Галактики является в этом случае решающим фактором.

Основная трудность применения данных методов связана с межзвездным поглощением, прежде всего в темных облаках. Незначительное влияние этот эффект оказывает лишь на радиоастрономические наблюдения, так как диэлектрические частицы пыли не поглощают радиоволны. Но радиоастрономическими методами звезды не наблюдаются, а как раз их распределение мы и хотим определить. Следовательно, поглощение света должно быть изучено в каждой отдельной области поля. Полное поглощение определяется подсчетом галактик, наблюдаемых в поле, но и этот подсчет не может дать абсолютно надежных оценок, поскольку хорошо известно, что галактики имеют тенденцию к скупиванию в скопления. Однако в первом приближении этот метод считается приемлемым.

К сожалению, темные облака не распределены равномерно вдоль луча зрения, и мы можем только приблизительно учитывать их влияние. Среди прочих способов можно использовать, например, покраснение звезд, вызванное рассеянием света на очень маленьких частицах пыли; этому посвящено достаточно много исследований. Кроме того, применяю способ подсчетов звезд, в котором учитываются видимые звездные величины. Звездные подсчеты интерпретируются методом, предложенным М. Вольфом и развитым другими исследователями, дающим

возможность определять протяженность каждого пылевого облака по лучу зрения. Мы не будем детально обсуждать эту проблему, но заметим, что нужно исследовать как можно больше полей для минимизации эффекта систематических ошибок, которые неизбежно возникают при изучении отдельных площадок. Важнейшие монографии по этому вопросу были опубликованы Кукаркиным (1949), Пейн-Гапошкиной (1954) и Плаутом (1965а).

**Вопросы звездной эволюции.** Прежде чем обсуждать результаты, нужно отметить, что распределение объектов в Галактике, в том числе и переменных звезд, тесно связано со звездной эволюцией. Часто говорят о различных типах звездного населения. Согласно современным данным, формирование звезд, а значит, и наличие звезд типа Т Тельца и родственных им объектов, возможно только в областях Галактики, богатых межзвездным газом и пылью (крайнее население I типа). Отметим также, что пульсационная неустойчивость связана с поздними стадиями эволюции, когда происходит переход от горения водорода к гелиево-углеродному процессу. Наконец, зрелые двойные, такие как новые, звезды типа U Близнецов и особенно рентгеновские двойные, вероятно, находятся на поздних стадиях эволюции, а сверхновые — на последней стадии.

Мы не будем подробно описывать представления о звездной эволюции. Упомянем только те результаты, которые имеют принципиальное значение для изучения переменных звезд.

Существенно, что эволюция звезды в основном определяется двумя ее характеристиками: начальным химическим составом и начальной массой. Влияние начального химического состава оценивалось во многих работах и, по-видимому, оно достаточно велико. Влияние начальной массы на расчеты более понятно: чем больше масса, тем быстрее эволюция, и степень этого влияния очень велика (см., например, соответствующую маленькую таблицу в разделе 3.3.2). Увеличение массы на несколько солнечных масс может сократить время жизни на главной последовательности в 100 раз. Это означает, что звезды одинакового возраста могут находиться на разной стадии эволюции, что существенно затрудняет интерпретацию наблюдений. Сошлемся на уже многократно упоминавшуюся книгу "Переменные звезды и звездная эволюция" (Симпозиум МАС № 67), изданную под редакцией Шервуд и Плаута (в 1975 г.) Ввиду сказанного, не удивительно, что встречаются трудности и противоречия при попытках найти место переменных звезд в общей картине Галактики в соответствии с их возрастом и распределением в пространстве.

## 7.2. РЕЗУЛЬТАТЫ

**Расстояние до центра Галактики.** Для изучения распределения переменных звезд в Галактике (галактоцентрического распределения) на основе распределения звезд относительно Солнца (гелиоцентрического распределения) большое значение имеет информация о положении на небе центра Галактики и расстоянии до него. Поскольку центр Галактики является сильным источником радио-, инфракрасного и рентгеновского излучений, которые слабо поглощаются межзвездным веществом, не-



Таблица 57

Определение расстояния  $R_{\odot}$  до центра Галактики (избранные работы)

Использованные объекты	$R_{\odot}$ , кпк	Источник
46 шаровых скоплений	8	Бархатова и др. (1973)
980 звезд типа RR Лиры	8,7 ( $\pm 0,6$ )	Оорт и Плаут (1975)
111 шаровых скоплений	8,5 ( $\pm 1,6$ )	Харрис (1976)
59 звезд типа RR Лиры	7 ( $\pm 1$ )	Клюби и Доу (1980)
76 шаровых скоплений	6,8 ( $\pm 0,8$ )	Френк и Уайт (1982)
70 мирид	8,8	Гласс и Фист (1982)
77 звезд типа RR Лиры	7,95 ( $\pm 0,6$ )	Бланко (1985)
11 звезд типа RR Лиры, близких к центру Галактики	8,1 ( $\pm 0,4$ )	Уокер А. и Мэк (1986)
80 облаков OH	8,2 ( $\pm 0,8$ )	Юревич (1985)
182 HII-области	7,9 ( $\pm 0,7$ )	Рольфс и др. (1986)
194 звезды типа $\delta$ Цефея	7,8 ( $\pm 0,7$ )	Колдуелл и Каулсон (1987)

бесные координаты галактического центра измерены очень точно. Значительно труднее определить расстояние  $R_{\odot}$  от Солнца до центра Галактики из-за сильного межзвездного поглощения света в этом направлении. Наиболее точным методом является изучение распределения плотности (число звезд на 1 кпк<sup>3</sup>) в зависимости от расстояния от Солнца в направлениях с наименьшим межзвездным поглощением (в так называемых "окнах прозрачности") на малых, но различающихся угловых расстояниях от галактического центра. С увеличением расстояния от Солнца пространственная плотность  $\nu$  изучаемых объектов сначала увеличивается, достигает максимума и затем уменьшается. Экстраполируя систематический ход расстояния до максимума плотности в область малых угловых расстояний от галактического центра, можно определить  $R_{\odot}$ . Удобными объектами для определения  $R_{\odot}$  являются представители населения II типа и в особенности некоторые типы переменных звезд.

Другой, так называемый кинематический, метод позволяет определить  $R_{\odot}$  по кинематическим характеристикам объектов, принадлежащих к населению I типа. При этом предполагается, что мы знаем закон вращения Галактики.

В табл. 57 приведены некоторые важнейшие современные результаты\*). Основные ошибки возникают из-за неточного знания остаточного поглощения и неопределенности в абсолютных величинах избранных объектов. Все исследования показывают, однако, что значение  $R_{\odot}$  заключено между 7 и 9 кпк (см. также Грэхем, 1979 и Фист, 1984б).

**Распределение в Галактике.** Посвященная этому вопросу работа Рихтера (1967а) основана на довольно однородном материале. Однако результаты Рихтера нужно рассматривать как предварительные, так как с тех пор собран большой по количеству и лучший по качеству наблю-

\*) По этому вопросу см. также обзор Kerr F.J., Lynden-Bell D. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — 1986. — V. 221. — P. 1023. (Примеч. ред. перевода).



статистические результаты многих обсерваторий и организаций. Этот материал по своей природе не может быть однородным. Плаут уделял особое внимание динамике, опираясь на теорию Оорта, описывающую систему в целом, и на информацию о собственных движениях и лучевых скоростях отдельных объектов.

На основе результатов Рихтера составлены табл. 58 и 59. В первой из них в столбце  $\nu_{\odot}$  приведена пространственная плотность переменных каждого типа в окрестности Солнца, а в столбце  $N$  — оценка полного числа переменных данного типа во всей Галактике. В оригинальной работе были вычислены также логарифмические градиенты плотности в галактоцентрической цилиндрической системе координат, описываемой расстоянием  $R$  от оси, перпендикулярной галактической плоскости и проходящей через центр Галактики, и расстоянием  $z$  от экваториальной плоскости. Полученные значения позволяют отнести переменные различного типа к тому или иному населению Галактики.

Согласно Оорту и Плауту, пространственная плотность мирид, полуправильных и неправильных переменных вместе взятых достигает  $\nu_{\odot} \approx 200 \text{ кпк}^{-3}$ . Однако Вьятт и Кан (1983) получили то же значение плотности только для мирид. Для звезд типа RR Лиры, согласно Оорту и Плауту (1975) и И. Майнунгер (1977),  $\nu_{\odot} = 12 \text{ кпк}^{-3}$ . По Кинману и др. (1966)  $\nu_{\odot} = 9 \text{ кпк}^{-3}$ , а по Хоукинсу (1984) —  $13 \text{ кпк}^{-3}$ . Байер получил для звезд типа RR Лиры  $\nu_{\odot} = 30 \text{ кпк}^{-3}$ , для звезд типа W Девы —  $2,4 \text{ кпк}^{-3}$  и для звезд типа  $\delta$  Цефея —  $89 \text{ кпк}^{-3}$ . Согласно Уорнеру (1974а), для звезд типа U Блинецов  $\nu_{\odot} = 500 \text{ кпк}^{-3}$ , а Горбацкий (1975) определил, что их полное число в Галактике заключено в пределах  $10^7 \leq N \leq 10^8$ .

Таблица 58

Пространственная плотность  $\nu_{\odot}$  и полное число переменных в Галактике — предварительные результаты по зоннебергскому обзору полей

Тип	$\nu_{\odot}$ , $\text{кпк}^{-3}$	$N$
U Gem и Z Cam	$5000 \pm 1000$	5600000
Мириды, $P = 90-150^d$	$2,5 \pm 0,5$	8000
150-200	$2,5 \pm 1$	10000
200-300	$13 \pm 5$	60000
300-400	$30 \pm 10$	111000
$> 400^d$	$13 \pm 8$	9000
Мириды, спектры класса S, C, R, N	$25 \pm 15$	6000
Полуправильные и неправильные гиганты, спектральный класс M	$146 \pm 14$	268000
Подобные объекты со спектрами типа S, C	$160 \pm 20$	21000
RR Lyr ab, $P < 0,45^d$	$6 \pm 2$	30000
$P > 0,45^d$	$8 \pm 2$	88000
RR Lyr c	$3 \pm 1$	40000
W Vir	$25 \pm 1$	9000
$\delta$ Сер, слабее чем $-3,4^m$ (абс.)	$16 \pm 8$	3600
$\delta$ Сер, ярче чем $-3,4^m$ (абс.)	$10 \pm 4$	1700

Таблица 59

Типы переменных и типы звездного населения — результаты зоннебергского обзора полей

Население	Типы переменных
Население гало II типа	Желтые полуправильные RR Lyr ab, $P > 0,45^d$ Мириды, $P = 150-200^d$ , спектральный класс M
Промежуточное население II типа	RR Lyr ab, $P < 0,45^d$ RR Lyr c Мириды, $P = 90 \div 150^d$ , спектральный класс M Мириды, $P = 200 \div 300^d$ , спектральный класс M Полуправильные гиганты, спектральный класс M Неправильные, слабо окрашенные Неправильные гиганты, в основном спектрального класса M
Население диска	Мириды, $P = 300 \div 350^d$ , спектральный класс M Мириды, $P > 350^d$ , спектральный класс M W Vir U Gem + Z Cam Затменные переменные
Старое население I типа	RV Tau Мириды, в основном спектрального класса C, R, N, S Полуправильные и неправильные гиганты, спектральные классы C, R, N, S $\delta$ Ser, слабее чем $-3,4^m$ (абс.)
Молодое население I типа	Красные неправильные и полуправильные сверхгиганты $\delta$ Ser, ярче чем $-3,4^m$ (абс.) RW Aur

Наиболее удивительным результатом, по крайней мере для тех, кто не работает непосредственно в этой области, является очень большое число звезд типа U Близнецов и Z Жирафа, даже если использовать на порядок меньшее, чем у Рихтера, значение плотности по Уорнеру ( $\nu_0 = 500 \text{ кпк}^{-3}$ ). Причина этого, во-первых, в том, что эти звезды имеют слабые абсолютные величины, они видны только на относительно малых расстояниях и кажутся более редкими, чем на самом деле, и, во-вторых, вероятность их открытия, обусловленная формой кривой блеска, очень мала.

В целом данные табл. 58 нужно рассматривать в большей степени как качественные, чем как количественные, не только из-за неполноты материала, но и из-за различных естественных факторов. У многих типов, особенно у представителей сферической составляющей, велика неопределенность их численности вблизи галактического центра. Кроме того, очень трудно учесть влияние темных облаков. В таблице не приведены звезды типа RW Возничего, которые принадлежат к крайнему насе-

нию I типа и в большинстве своем лежат внутри темных облаков. Согласно статистике *Венцеля* (1961), значение  $\nu_0$  для них равно около  $10^4$  клк $^{-3}$ , но  $N$  не может быть оценено из-за их тенденции размещаться в облаках. Вблизи нас эти звезды могут быть самыми многочисленными, что и понятно, если учесть их большую плотность в туманности Ориона и в Облаке Тельца. В табл. 58 не включены также звезды типа R Северной Короны, так как их столь мало, что статистический анализ пока невозможен; то же самое можно сказать и о некоторых других подтипах неправильных и полуправильных переменных.

Изучая принадлежность переменных к различным типам населения, Рихтер суммировал свои выводы в виде табл. 59, основанной на предварительном материале зоннебергского обзора полей.

Как видно из таблицы, часто не наблюдается однозначной связи между переменными звездами и типом населения. Представители одного и того же вида переменных встречаются в различных типах населения, приведенных в табл. 59. Но в общем результаты согласуются с предшествовавшими исследованиями. Например, принадлежность звезд типа RR Лиры к разным составляющим отмечал еще *Престон* (1959). Согласно *Паренго* (1957), звезды типа W Девы должны принадлежать населению II типа, о чем говорит и их встречаемость в шаровых скоплениях, но *Плаут* (1963) утверждает, что малая систематическая скорость и собственное движение указывают на принадлежность многих из этих объектов к населению диска. Еще *Кукаркин* (1975) отмечал, что звезды типа W Девы не составляют однородной группы: среди них встречаются как представители дисковой составляющей, так и представители населения II типа. Этот вывод полностью подтверждается современными работами (*Харрис* и *Уоллестейн*, 1984; *Уоллестейн* и *Кокс*, 1984), основанными на изучении пространственного распределения, кинематических характеристик и содержания металлов у многих звезд типа W Девы. Крайним случаем является звезда YZ Vir, наиболее удаленная от плоскости Галактики (9,1 клк). Но несмотря на это многие звезды этой группы с точки зрения принадлежности к типу населения ближе к классическим звездам типа  $\delta$  Цефея, чем к звездам типа RR Лиры.

Из-за низкой светимости звезд типа U Блинецов вопрос об их принадлежности к какому-либо населению остается до сих пор неясным. Если предположить, что они располагаются в тонком слое, простирающемся по обе стороны от галактического экватора, т.е. принадлежат дисковой составляющей, то их распределение должно становиться все более сферическим по мере уменьшения радиуса охваченного наблюдениями пространства. В отличие от данных, приведенных в табл. 59, *Копылов* (1957) относит звезды типа U Блинецов к крайнему населению II типа. Но нужно отметить, что оба вывода очень ненадежны. Из-за малой вероятности открытия этих объектов материала, использованного до сих пор, было недостаточно для окончательного решения вопроса.

Не включены в табл. 59 новые звезды. Их принадлежность к какому-либо типу населения не ясна; с одной стороны, они демонстрируют сильную концентрацию к галактической плоскости, а с другой, их число резко увеличивается в направлении центра Галактики. Детально обсудив современные работы и используя для сравнения новые в М 31, *Архипова*

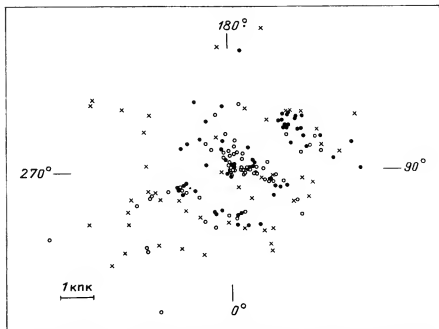


Рис. 164. Выявление спиральной структуры Галактики по молодым скоплениям и областям НШ (точки и кружочки), а также по звездам типа  $\delta$  Цефея с  $M_V = -4.3$  и ярче (крестики)

и Мустель (1975) пришли к выводу, что новые звезды не образуют единой подсистемы: некоторые из них принадлежат к сферической, а некоторые — к плоской подсистеме (см. также Венцель и И. Майнунгер, 1978 и обсуждение у Дюрбека, 1985).

Боярчук (1975) приводит обзор данных о симбиотических звездах. Они принадлежат к старому населению диска; их пространственная плотность в окрестности Солнца и полное число в Галактике составляют  $\nu_0 \approx 0.4 \text{ кпк}^{-3}$  и  $N \approx 10^3$ .

Одной из актуальных задач при исследовании Галактики является выявление и картирование спиральных рукавов. Эта задача осложнена нашим расположением внутри системы, а также межзвездным поглощением. Естественно при этом использовать только объекты высокой светимости, расстояние до которых поддается измерению. Наряду со звездными скоплениями, НШ-областями и ОВ-ассоциациями, для решения этой проблемы используются и звезды типа  $\delta$  Цефея. В связи с этим можно сослаться на работы Крафта и Шмидта (1963), Бекера (1964), Оорта (1965) и Хэмфрис (1978). Они показали, что звезды типа  $\delta$  Цефея с абсолютной величиной ярче чем  $-4^m$ , возраст которых, по-видимому, невелик, демонстрируют явную принадлежность к рукавам, чего нельзя сказать о более слабых объектах (рис. 164). Более старые объекты вследствие собственного пекулярного движения и под влиянием дифференциального вращения Галактики (эффект ножниц) слишком далеко отошли

от места своего рождения. Крафт и Шмидт исследовали также связь между галактическим вращением и лучевыми скоростями звезд типа  $\delta$  Цефея. Для определения положения спиральных рукавов важную роль играют также радионаблюдения областей HI и межзвездных молекулярных облаков.

**Продолжительность эволюционных стадий звезд.** Одним из фундаментальных достижений последних десятилетий в исследовании переменных звезд явилось осознание того факта, что переменность не является аномальным состоянием звезды, а соответствует одной из нормальных фаз эволюции. Нормальная звезда проходит через области неустойчивости как в период сжатия в начале своей эволюции (звезды типа RW Возничего), так и в фазе пульсаций после ухода с главной последовательности (например, звезды типа  $\delta$  Цефея, типа RR Лиры и красные гиганты с медленными изменениями блеска). Сразу возникает мысль, что, используя статистические методы, можно определить продолжительность эволюционных стадий; это, несомненно, является важнейшей задачей будущих исследований. Из общих данных звездной статистики Рихтер установил, что в окрестности Солнца из 4010 сверхгигантов 610 являются звездами типа  $\delta$  Цефея, и сделал вывод, что продолжительность стадии пульсаций составляет 15,2% продолжительности стадии сверхгиганта. *Ефремов* и *Копылов* (1967) получили практически тот же результат (10–20%), основываясь на изучении рассеянных скоплений и ассоциаций.

Рассчитывая модели для звезд с массой 5 и 7  $M_{\odot}$ , *Гофмейстер* и др. (1964, 1965) получили данные, приведенные в табл. 60. В соответствии

Таблица 60

Продолжительность эволюционных стадий

Масса (в массах Солнца)	Период	Продолжительность стадии сверхгиганта	Продолжительность стадии пульсаций
5	4,4 <sup>d</sup>	$2,1 \cdot 10^7$ лет	$16,1 \cdot 10^5$ лет
7	11,1 <sup>d</sup>	$1,0 \cdot 10^7$ лет	$7,3 \cdot 10^5$ лет

с теорией продолжительность стадии пульсаций составляет 7,6% длительности стадии сверхгиганта при массе 5  $M_{\odot}$  и 7,3% при 7  $M_{\odot}$ . Согласие между теорией и результатами статистического анализа наблюдений представляется совсем не плохим, если учесть неопределенность исходных предположений. В такой ситуации можно быть довольным, если получается правильный порядок величины. Подчеркнем, что звезда может пройти через полосу неустойчивости несколько раз.

В связи с этим заслуживают внимания доклад *Киппенхана* "Звездная эволюция и переменность" (1965) и диссертация *Гофмейстера* "Звезды типа  $\delta$  Цефея с эволюционной точки зрения" (1965).

До сих пор точно не известно, сколь далеко простирается состоящая из звезд типа RR Лиры и слабых голубых звезд сферическая составляющая Галактики (гало), какова ее масса и структура. На попытку *Перека* (1951) исследовать гало отрицательное влияние оказали недостаток наблюдательного материала и ошибки в шкале звездных величин. *Престон* (1959) и *Кинман* (1959) позднее обнаружили, что звезды типа RR Лиры, принадлежащие гало, не образуют однородной группы по периодам и что существует зависимость между периодами и кинематическими свойствами этих звезд. *Кинман* (1964), *Лафлер* и *Кинман* (1964) и *Кинман* и др. (1964) при помощи 20-дюймового ликского астрографа провели детальное исследование звезд типа RR Лиры на разных галактических широтах. Оказалось, что некоторые из этих звезд, в первую очередь короткопериодические, вероятно, принадлежат населению диска.

*Кинман* и др. (1966) исследовали три области вблизи северного галактического полюса и получили удивительные результаты. Наблюдаемая плотность здесь низка: 54 звезды типа RR Лиры на 74 кв. градуса при предельной величине  $18,4^m$ . Для расстояний 5–15 кпк от галактической плоскости определялся градиент плотности. Было вычислено, что в пределах  $18–20^m$  может быть найдено только около 0,05–0,12 звезд типа RR Лиры на квадратный градус. С другой стороны, в направлении к центру Галактики, в облаках ярких звезд в созвездии Стрельца, можно найти более 1000 звезд типа RR Лиры на квадратный градус (согласно давним определениям Бааде).

*Кинман* и др. выдвинули идею, что гало простирается за Магеллановы Облака, т.е. до расстояний, превышающих 50 кпк, и что ближайшие карликовые галактики, входящие в Местную группу, не являются независимыми системами, а представляют собой концентрации в гало Галактики, тем более, что входящие в них звезды принадлежат населению II типа. В самом деле, как недавно сообщил *Саха* (1982), при изучении гало Галактики с помощью 126-см паломарского телескопа системы Шмидта было найдено 17 звезд типа RR Лиры в направлении  $l = 110^\circ$ ,  $b = +30^\circ$ , находящихся на расстоянии 40–50 кпк. ВК Мис является галактической звездой типа RR Лиры с наибольшим известным расстоянием (64 кпк,  $R = 59$  кпк,  $m_{pg} = 19,9^m$ ). Открыта она *Хоукинсом* (1984, 1985) с помощью принадлежащего Великобритании 1,2-м телескопа системы Шмидта в Австралии. Звезда имеет  $l = 0^\circ$  и  $b = -50^\circ$ .

Свой вклад в решение этой проблемы был сделан исследованиями по совместному проекту Паломар–Гронинген. С помощью 48-дюймового паломарского телескопа системы Шмидта изучались области вблизи центра Галактики для определения числа имеющихся там переменных звезд. *Плаут* (1966, 1968а, 1968б, 1970) определил значения пространственной плотности, основываясь на наблюдениях 1180 звезд типа RR Лиры и 1012 долгопериодических переменных. Табл. 61 и 62 составлены с помощью этих данных. Сначала число звезд растет с увеличением расстояния от Солнечной системы, что обусловлено уменьшением расстояния от центра Галактики по мере продвижения по лучу зрения. Проведенные до сих пор исследования во многом несовершенны, но все же они показывают, что с



Таблица 61

Пространственная плотность звезд типа RR Лиры (количество звезд на 1 кпк<sup>3</sup>)

Расстояние от Солнечной системы, кпк	Направление				
	$l = 0^\circ$ $b = +29^\circ$	$l = 4^\circ$ $b = +14^\circ$	$l = 4^\circ$ $b = +10^\circ$	$l = 0^\circ$ $b = -12^\circ$	$l = 0^\circ$ $b = -8^\circ$
0	13	13	13	13	13
5	18	130	170	260	420
10	3,5	30	60	34	33
15	0,4	1,5	4,5	1,0	0,1
20	0,1		0,2:		

Таблица 62

Пространственная плотность долгопериодических переменных (число звезд на 1 кпк<sup>3</sup>)

Расстояние от Солнечной системы, кпк	Направление			
	$l = 4^\circ$ $b = +14^\circ$	$l = 4^\circ$ $b = +10^\circ$	$l = 0^\circ$ $b = -12^\circ$	$l = 0^\circ$ $b = -8^\circ$
0	40	40	40	40
5	50	100	100	150
10	30	50	50	90
15	10	16	16	30
20	3	5,5	4	9
25	0,8	1,2	0,9	3,3

расстоянием плотность в гало уменьшается сначала очень быстро, а затем медленно. Вопрос о том, как далеко простирается гало в пространстве, еще не решен.

Гоффмейстер (1963) попытался определить протяженность гало на низких галактических широтах. Он использовал пластинки, полученные с помощью 134-см телескопа системы Шмидта обсерватории им. Карла Шварцшильда. На пластинках были сфотографированы "окна" в направлении на антицентр Галактики. "Окна" — области между темными облаками; их можно узнать по видимым в них внегалактическим объектам. Обнаруженная Гоффмейстером самая слабая звезда типа RR Лиры имеет следующие характеристики: KN Aur,  $P = 0,58246^d$ ,  $l = 163^\circ 38'$ ,  $b = +13^\circ 12'$ , пределы изменения блеска  $18,5 - 20,0^m$ .

Межзвездное поглощение в этом случае не должно быть очень большим, так как на расстоянии  $3,6'$  южнее переменной расположена галактика  $17^m$ , цвет которой не сильно изменен межзвездным поглощением. Для пробных значений межзвездного поглощения от 1 до  $3^m$  можно получить следующие

значения расстояния звезды от центра Галактики :

Поглощение	Расстояние
1 <sup>m</sup>	33 кпк
2	23
3	16

Первое значение более вероятно, чем последнее, но и оно, будучи равным 52000 световым годам, выходит далеко за обычно принимаемые границы Галактики.

Мы уже говорили о том, что о большой протяженности гало свидетельствует и распределение новых в Галактике.

Если гало обладает осевой симметрией и в нем нет больших неоднородностей, то путем сравнения статистики звезд типа RR Лиры и вычисленных неискаженных значений можно определить величину полного поглощения в любой области неба. Использование галактик имеет, как известно, тот недостаток, что они показывают тенденцию к скупиванию в скопления. Напомним, что противоречие между количеством звезд типа RR Лиры и числом галактик однажды привело к открытию межгалактического поглощающего облака, принадлежащего Местной группе (*Гоффмейстер*, 1962б, см. также *И.Майнунгер*, 1976).

Большое значение имеет еще одно обстоятельство. Если для однородной группы объектов (особенно удобны звезды типа RR Лиры) известен не только градиент плотности в направлении  $z$ , но и дисперсия пекулярных скоростей  $\sigma_z$  в направлении  $z$ , то существует принципиальная возможность вычислить важную для понимания структуры Галактики величину — ускорение в направлении, перпендикулярном плоскости Галактики ( $K_z$ ). Для цилиндра с осью в направлении  $z$ , проходящего через окрестность Солнца, справедливо уравнение

$$-\partial \lg \nu / \partial z = 134 \cdot 10^6 K_z / \sigma_z^2.$$

На основе уже упомянутых предварительных результатов зоннебергских наблюдений *Рихтер* (1967а) получил

$$K_z = -(6,2 \pm 1,1) \cdot 10^{-9} \text{ см/с}^2 \quad (\text{для } 0 < z < 2 \text{ кпк}).$$

*Кинман* и др. (1966) нашли

$$K_z = -3 \cdot 10^{-9} \text{ см/с}^2 \quad (\text{для } z \text{ между 5 и 10 кпк}).$$

*Шмидт* (1956) приводит вычисленные на основе модели теоретические значения:

$$K_z = -6,5 \cdot 10^{-9} \text{ см/с}^2 \quad (\text{для } z = 5 \text{ кпк})$$

и

$$K_z = -2,8 \cdot 10^{-9} \text{ см/с}^2 \quad (\text{для } z = 15 \text{ кпк}).$$

Для подробного знакомства с этим вопросом рекомендуем работу *Кинга* (1977).

Наконец, заметим, что по пространственному распределению и относительным движениям объектов гало можно определить массу Галактики (*Хартвик* и *Сарджент*, 1978). Применяв этот метод к звездам типа RR Лиры, *Саха* (1985) определил, что наша Галактика внутри объема радиусом

25 кпк вокруг центра содержит массу около  $3 \cdot 10^{11} M_{\odot}$ . Но, к сожалению, это значение не очень надежно, поскольку кинематические параметры определены пока для малого числа звезд типа RR Лиры. Однако как раз по распределению скоростей звезд типа RR Лиры и по их распределению в Галактике можно заключить о наличии большого количества скрытой массы (см. также *Хоукис*, 1984).

#### 7.4. ЗАМЕЧАНИЯ К ПРОБЛЕМЕ ЭВОЛЮЦИИ ГАЛАКТИКИ

До сих пор не решенную проблему эволюции Галактики мы обсудим только с точки зрения переменных звезд. Молодые звезды образуются из межзвездного вещества. Большую часть этого вещества составляет водород; встречаются также пылевые частицы и тяжелые элементы — Ca, Na, Fe и др. Долгое время возникновение тяжелых элементов было загадкой, считалось, что они могли образоваться одновременно со Вселенной. Сейчас мы знаем, что условия, делающие возможным их образование, существуют в недрах звезд, и можно предположить, что эти составляющие межзвездного вещества уже хотя бы раз прошли через стадию звезды. Мы наблюдаем как формирование звезд из межзвездного вещества, так и выброс звездами вещества в межзвездное пространство. Возникает вопрос, может ли поддерживаться некоторое квазистационарное состояние, при котором внутри спиральных рукавов Галактики высвобождается в процессе разрушения одних звезд столько же вещества, сколько его необходимо для одновременно идущего звездообразования? Этот вопрос обсуждался Нернстом в его лекции в Берлинской академии в 1921 г. Лекция называлась "Вселенная в свете современных исследований". Уже тогда новые звезды считались источником звездного вещества. Позже была понята большая роль вспышек сверхновых звезд. Однако нормальное корпускулярное излучение звезд (звездный ветер), по-видимому, также является эффективным механизмом как на начальной стадии эволюции (у звезд типа Т Тельца), так и на стадии, когда звезда проэволюционировала от главной последовательности к красным гигантам и сверхгигантам, лежащим вблизи границы устойчивости. Звезды типа RR Лиры в шаровых скоплениях, по-видимому, сохранили только половину массы своих предков с главной последовательности, выбросив вторую половину в межзвездное пространство. Для дальнейшего знакомства с вопросом потери массы и влияния ее на эволюцию звезд можно обратиться к книге "Влияние потери массы на звездную эволюцию" ("Effects of mass loss on stellar evolution", IAU Coll. № 59. — 1980; Astrophys. Space Sci. Library. — 1981. — V. 89).

## КРАТКИЙ ОБЗОР МЕТОДОВ НАБЛЮДЕНИЙ И ИХ ОРГАНИЗАЦИИ

### 8.1. НАБЛЮДЕНИЯ

Эта глава адресована людям, далеким от наблюдений, и начинающим наблюдателям. Для детального знакомства с методами наблюдения, измерения или обработки, требующими применения сложной аппаратуры, нужно обратиться к более специальной литературе. Подробнее мы остановимся на простых методах определения блеска переменных, по возможности, в звездных величинах.

#### 8.1.1. Фотометрические наблюдения

**Общие замечания.** Как и в других областях фотометрии, здесь существуют визуальные и невизуальные методы. Последние представлены прежде всего фотографией и фотоэлектрической фотометрией. Нужно различать наблюдения непосредственно на небе и измерения на фотопластинках, которые могут осуществляться способом глазомерных оценок и более объективно, с помощью микрофотометра. При наличии некоторого опыта и способностей наблюдателя прямые визуальные оценки на небе или на фотопластинке требуют не только меньших усилий, но и в отличие от других областей исследований обеспечивают довольно высокую точность. Однако большей точностью обладают прямые фотоэлектрические измерения на небе, поскольку от погрешностей, присущих фотопластинке, избавиться невозможно.

**Визуальные наблюдения.** Все визуальные методы наблюдения предполагают оценку блеска переменной по отношению к соседним непременным звездам. Нужно использовать по меньшей мере две звезды, одна из которых ярче, а другая слабее переменной. Ниже мы в первую очередь рассмотрим очень популярный степенной метод Аргеландера. Если переменная лишь чуть-чуть слабее, чем звезда  $a$ , то по Аргеландеру эта разница называется одной фотометрической степенью, что записывается как  $a1v$ , и если переменная при этом существенно ярче звезды  $b$ , например различие в три раза больше одной степени, то оценка будет выглядеть как  $a1v3b^*)$ . Когда блеск переменной увеличивается или уменьшается, привлекают дополнительные звезды сравнения. Разность блеска после-

---

\*) Более подробное описание метода, адресованное начинающим, можно найти в "Астрономическом календаре" ВАГО на 1989 г., с. 206–211. (Примеч. ред. перевода.)

довательных звезд сравнения не должна, как правило, превышать  $0,5^m$ , если, конечно, это возможно, поскольку следует также избегать больших расстояний между звездами сравнения и переменной. Звезда с большой амплитудой требует соответствующего ряда звезд сравнения. Слишком подробные инструкции давать нецелесообразно. Наблюдатель может сам установить свое понятие степени, так как мы имеем дело не с объективным показателем, а с величиной, в известной мере зависящей от индивидуальности наблюдателя. Различие двух непременных звезд может не всегда восприниматься одинаковым в шкале степеней, но это не ухудшает результатов наблюдения. Нужно помнить две особенности метода. Во-первых, нужно избегать деления разности блеска на большое число степеней; плохо, когда малой разности придают значение двух или трех степеней в надежде заметить меньшую разность. Во-вторых, опытный наблюдатель должен для большой разности величин иногда использовать десять и более степеней. Однако нужно отдавать себе отчет, что как раз здесь находится граница применения метода, обусловленная опасностью возникновения систематической ошибки (большие разности чаще всего занижаются). Поэтому лучше добавить новую звезду сравнения, даже если она расположена не очень удобно.

Определенные трудности возникают при прямых визуальных наблюдениях красных переменных звезд. Во-первых, цвет вообще затрудняет оценку, а во-вторых, восприятие блеска в этом случае зависит от яркости фона неба. В сумерки или при лунном освещении большинство наблюдателей оценивает красную звезду ярче, чем на самом деле. Причиной этого (эффект Пуркинье) является возрастание роли цветовых рецепторов (колбочки), расположенных на сетчатке глаза, в то время как при наблюдениях слабой звезды на темном фоне чувствительны только палочки. Восприятие красного может очень меняться для разных наблюдателей. Часто даже при темном небе один наблюдатель оценивает красную звезду на целых полвеличины ярче или слабее другого. Поэтому при сопоставлении разных рядов наблюдений нужно их приводить друг к другу, а еще лучше к среднему, идеальному наблюдателю. В связи с этим сошлемся на обработку наблюдений красной переменной звезды  $\alpha$  Нег, проведенную Ван Шевичом (1937).

Преимущество метода Аргеландера состоит и в том, что цена степени может быть собственной постоянной каждого наблюдателя. У начинающего наблюдателя эта величина может быть больше, но в результате прилежных наблюдений в течение года она достигает своего предельного значения. Обычно цена одной степени вначале составляет  $0,1^m$ , а окончательное значение приближается к  $0,06^m - 0,07^m$ . Это усредненное значение, и индивидуальные величины могут от него отличаться. Цена степени вряд ли оказывает какое-либо влияние на надежность наблюдений, особенно когда значение блеска переменной лежит между значениями блеска двух звезд сравнения. Такое использование двух звезд сравнения, в сущности, является объединением метода Аргеландера и интерполяционного метода (метод Пикеринга).

Визуальные звездные фотометры или фотометры для наблюдения протяженных объектов в наше время практически не используются; лишь изредка с их помощью определяют звездные величины звезд сравнения.

Существует несколько вариантов метода Аргеландера, которые, однако, не нашли широкого применения. Согласно интерполяционному методу, предложенному Пикерингом, разность двух звезд сравнения, независимо от их звездных величин, принимается равной десяти, а блеск переменной оценивается в десятых долях. При использовании этого метода невозможно получить шкалу индивидуальных величин звезд сравнения (см. ниже), и в этом его недостаток.

В Гарвардской обсерватории составлено много карт переменных звезд, на которых указан блеск соседних звезд с точностью  $0,1^m$ . Рекомендуется прямая оценка блеска переменной с точностью до одной десятой звездной величины. Метод дает большую экономию в работе при массовых определениях блеска переменных, например таких, которые проводятся Американской ассоциацией наблюдателей переменных звезд (AAVSO).

**Фотографические наблюдения.** Способ степеней может быть использован для оценки блеска звезд как на небе, так и на фотопластинке. Различия, обусловленные временем экспозиции и состоянием атмосферы, могут привести к большому разбросу в разности степеней звезд сравнения. Но это не вызывает опасений, если блеск переменной оценивается по отношению к двум звездам сравнения, одна из которых ярче, а другая слабее ее. Результатирующая точность может быть хуже, чем при хороших визуальных наблюдениях на небе, так как кроме погрешности в оценках существует и "внутренняя" неточность, присущая фотопластинке и достигающая  $\pm 0,05^m$ . В случае телескопа Шмидта погрешность еще больше, поскольку очень хорошие изображения звезд оказываются слишком мелкими для оценок степенным методом. Этот же недостаток имеют короткофокусные линзы системы Тессар. Несколько уменьшить его влияние можно путем использования большего увеличения на измерительном приборе.

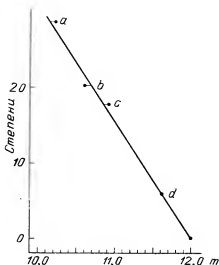
Часто для измерения пластинок применяется фотозлектрический микрофотометр, наиболее выгодно его использование при изучении отдельных объектов на большом числе снимков. Однако при исследовании многих переменных для решения статистических задач предпочтительнее экономный во времени метод степеней. Нужно отметить, что фотометр не в состоянии ликвидировать ошибки, присущие пластинке. Измеряют в наше время только фокальные изображения; для этой цели наилучшим является фотометр с ирисовой диафрагмой. Несколько десятилетий назад стремились к уменьшению влияния погрешностей пластинки за счет увеличения площади изображения звезды и применяли для этого или внефокальные изображения, или же специальную "штрихующую" кассету. Эти методы, требующие значительного удлинения экспозиций, уже давно не используются: они заменены прямой фотозлектрической фотометрией, обладающей высокой точностью. Блеск звезды накладывает пределы и на применение фотозлектрической фотометрии: большинство слабых объектов приходится изучать методами фотографической фотометрии фокальных изображений.

**Обработка степенных оценок.** В степенном методе мы определяем разности. Но если используются две звезды сравнения, то оценка в форме  $as_1$  и  $s_2b$  (где  $s_1$  и  $s_2$  — разности в единицах степеней) определяет отношение. Например,  $a^3$  и  $5b$  означает, что переменная слабее звезды  $a$  и разность их блеска составляет  $3/8$  разности блеска звезд  $a$  и  $b$ . При этом ре-

Рис. 165. Зависимость между разностью в степенях и звездной величиной (по данным табл. 63)

зультат становится не зависящим от индивидуальной цены степени. Предположим, что яркая звезда сравнения имеет величину  $m_1$ , слабая —  $m_2$ , а  $s_1$  и  $s_2$  — уже упомянутые разности. В звездных величинах  $m_1 < m_v < m_2$ . Звездная величина переменной  $m_v$  может быть вычислена по формуле

$$m_v = m_1 + \frac{s_1}{s_1 + s_2} (m_2 - m_1) = \\ = m_2 - \frac{s_2}{s_1 + s_2} (m_2 - m_1).$$



Предположим, что мы использовали пять звезд сравнения:  $a, b, c, d, e$ . Каким бы методом мы ни определяли их величины, в первую очередь надо согласовать эти величины так, чтобы они соответствовали наблюдаемому ряду степеней. По всем оценкам вычисляют средние разности степеней  $a - b, b - c$  и т.д. Самой слабой из звезд сравнения приписывают значение 0,0 и, складывая разности, получают оценки блеска двух звезд сравнения (в степенях). Если бы эти оценки были абсолютно точны, то точки на рис. 165 лежали бы на одной прямой. Из-за различных неточностей обычно это не выполняется, но мы можем через точки, соответствующие звездам, провести сглаживающую прямую и, сдвинув точки параллельно оси  $x$ , поместить их на эту прямую, т.е. согласовать их со средними разностями степеней. Используя миллиметровую бумагу, мы можем найти выровненные величины звезд сравнения. В табл. 63 содержатся числовые значения для приведенного здесь примера. Средняя цена одной

Таблица 63

Интервалы степеней и звездные величины (пример)

Звезда	$\Delta s$	$m$	$s$	$m_a$
$a$	7,2 ст.	10,2 <sup>m</sup>	27,4 ст.	10,16 <sup>m</sup>
$b$	2,4	10,6	20,2	10,70
$c$	12,0	10,9	17,8	10,85
$d$	5,8	11,6	5,8	11,62
$e$		12,0	0,0	11,99

$\Delta s$  — средняя разность степеней,  $m$  — предполагаемая звездная величина,  $s$  — звездная величина, выраженная в интервалах степеней,  $m_a$  — исправленная звездная величина

степени равна  $1,83''/27,4 \text{ степени} = 0,067''/\text{ст.}$  Это значение нужно применять, если, в порядке исключения, оценка выполнена с использованием одной звезды сравнения.

При фотографических наблюдениях линейная зависимость между разностями в степенях  $\Delta s$  и интервалами звездных величин соблюдается лишь в некоторой области плотностей почернения. При ослаблении блеска звезды до предела пластинки, как это бывает, например, у мирид, которые становятся невидимыми в минимуме, цена степени, выраженная в звездных величинах, получается больше, а точность меньше. Сглаживающая линия при этом уже не является прямой и ее наклон к оси  $x$  уменьшается. Это происходит из-за того, что диаметр изображения звезды не может стать меньше определенной величины, и за пороговым значением ослабление блеска выражается только в более слабом почернении.

Похожий эффект наблюдается и для очень ярких звезд. Здесь почернение не может превзойти определенный максимальный уровень, так что в области очень ярких изображений число степеней увеличивается медленно. Излучение звезды частично расходуется на "соларизацию", проявляющуюся в виде светлого центрального пятнышка в изображениях очень ярких звезд.

Вообще считается, что линейная зависимость между разностями в степенях и звездных величинах сохраняется в интервале 4–5 звездных величин в области 1,5–6<sup>m</sup> над пороговым значением пластинки.

При прямых визуальных наблюдениях очень яркой или очень слабой звезды точность степенных оценок также уменьшается, а цена степени увеличивается.

**Определение звездных величин звезд сравнения.** Для многих ярких, а также интересных слабых переменных визуальные звездные величины звезд сравнения опубликованы в различных изданиях или содержатся в более или менее доступных рабочих материалах некоторых известных обществ астрономов-любителей. Любитель-одиночка поступит правильно, если свяжется с одним из обществ (см. раздел 8.1.4); общество обеспечит его необходимыми материалами.

При наблюдении малоизученных переменных или при обработке слабых объектов на фотопластинках часто приходится проводить привязку звезд сравнения к звездам с известным блеском. Нередко это бывает трудно, тем более, что привязку нужно делать в соответствующей цветовой системе ( $pg$ ,  $v$ ,  $rv$ ). Среди рядов звезд с точно измеренными звездными величинами, называемых стандартными рядами, наиболее известны "северный полярный ряд" и "избранные площадки" ( $SA$  — *Selected Areas*). Первый из них приведен во многих справочниках в виде карт. Избранные площадки — это 206 областей, распределенных по всему небу в соответствии с планом, предложенным Каптейном в Гронингене. Расстояние между ними, как правило, составляет  $1^h$  по прямому восхождению и  $15^\circ$  по склонению. Для них определены в основном только фотографические звездные величины. При фотографировании большой области можно надеяться, что одна из избранных областей попадает на пластинку. Если же это не так, то получают переходную пластинку с центром, смещенным в нужную сторону. Привязку звезд сравнения удобно делать с помощью ирисового фотометра. Кроме того, можно изготовить вспомогательное устройство, в котором



через два оптических плеча сравниваемых области можно свести вместе в разделенном поле зрения, так что процедура сравнения может быть выполнена чисто визуально. Нужно учитывать только положение звезд на пластинке и дифференциальное атмосферное поглощение на различных зенитных расстояниях.

Особое внимание мы хотим обратить на "Атлас избранных областей" Бруна и Ференберга (1965). Более яркие звезды до  $12,5^m$  показаны в поле со стороной  $40'$ . Более слабые звезды даны в поле со стороной  $15'$ , расположенном в центре большого поля. Предельная величина составляет  $16-17^m$ . Отметим, что в Атласе звездные величины приведены в гарвардской системе. На обсерватории Маунт-Вилсон в областях 1-139 было проведено новое определение звездных величин в международной системе, которая существенно отклоняется от шкалы гарвардских величин и связана с ней значительным цветовым уравниванием. При сравнении гарвардской и международной систем звезды в первой, как правило, оказываются ярче примерно на  $0,6^m$ , но это значение немного меняется от одного поля к другому и зависит, кроме того, от блеска звезд. Существуют таблицы для этих поправок (Circs, 1925). Наблюдателю, которому недоступны эти таблицы, нужно указывать, что его величины получены в гарвардской системе.

Специальные списки последовательностей звезд сравнения и зависимости между фотометрическими системами опубликованы в обширной сводке Ламла (1965). Перечень фотометрических каталогов и стандартных рядов можно также найти у Шарова и Якимовой (1970).

Для получения стандартного ряда звездных величин особенно удобны Плеяды, они лучше, чем северный полярный ряд, в том отношении, что звезды от  $3^m$  до самых слабых расположены в компактной области и поэтому легко отождествляются. Однако северный полярный ряд имеет то преимущество, что он виден в любое время года и не меняет своего зенитного расстояния.

Если нет возможности прямо использовать избранные площадки, то получают специальные пластинки с их изображением или изображением северного полярного ряда при тех же условиях, что и сами пластинки наблюдательной программы. При этом для обеих пластинок нужно использовать одну и ту же змульсию. Иногда возможно фотографирование наблюдаемой области на одной половине пластинки и области сравнения — на другой. Нежелательно накладывать две экспозиции друг на друга, как это делалось раньше, хотя даже в этом случае на компараторе можно выделить звезды разных полей. Дело в том, что может возникнуть эффект, обусловленный различной реакцией змульсии на две последовательные экспозиции.

Определение звездных величин звезд сравнения — довольно трудная задача. С одной стороны, систематическая ошибка в  $0,5^m$  в ряду звезд сравнения не имеет большого значения, так как форма кривой блеска при этом не искажается. Но, с другой стороны, это важно при определении абсолютных величин и расстояний. Любителям трудно обойтись без консультации центрального объединения исследователей переменных звезд или профессиональной обсерватории. В нашей книге мы не имеем возможности рассмотреть этот вопрос более детально.

**Определение максимумов и минимумов.** Наблюдатель должен приложить все усилия для получения большого числа точек кривой блеска вблизи максимума и минимума, если предполагается определять или улучшать элементы. Обычные переменные типа RR Лирь или затменные звезды следует наблюдать каждые 5–10 мин, а мириды — каждую ночь. Со средней кривой блеска, проходящей через наблюдательные точки, считывают момент экстремального блеска. Нежелательно принимать моменты самой яркой или слабой оценки блеска за моменты максимума или минимума. Могут возникнуть трудности, если кривая блеска демонстрирует флуктуации в максимуме, как это часто бывает у мирид. Вторичным волнам нельзя придавать большой вес. Отдельное наблюдение яркого или (для затменной звезды) слабого блеска нельзя считать "экстремумом"; его нужно обозначать как "отдельное наблюдение", хотя оно может быть очень важным. В некоторых случаях можно использовать способ, предложенный Погсоном. На график кривой блеска наносятся линии, параллельные оси времени и соединяющие точки с равными звездами величинами на восходящей и нисходящей ветвях. Каждая из этих линий делится пополам, и их средние точки соединяются гладкой кривой. Момент максимума находится как пересечение продолжения этой кривой с кривой блеска (метод хорд Погсона). Как видно из рис. 166, момент максимума, полученный таким образом, не обязательно совпадает с наивысшей точкой кривой блеска, но он лучше представляет общий ход кривой. Наклон делящей линии — мера асимметрии кривой блеска. У симметричной кривой это прямая линия, перпендикулярная оси времени. Были предложены различные математические методы вычисления моментов экстремумов, но вряд ли их можно считать надежными, поскольку при их использовании предполагается, что форма кривой блеска аппроксимируется математическим уравнением, например параболой. Нужно отметить, что ни один метод не может дать большей точности, чем это присуще самим наблюдениям. Задачей любого метода является полное использование информации, содержащейся в наблюдениях.

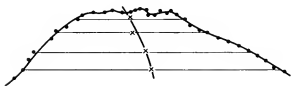


Рис. 166. Метод хорд Погсона

**Ошибки наблюдений и точность.** Уже говорилось о том, что различия в цвете осложняют наблюдения. Ошибки в степенных оценках способны вызвать и другие психофизиологические факторы, которые могут существенно различаться от наблюдателя к наблюдателю. Вероятно, они меняются и во времени, будучи отчасти обусловленными состоянием наблюдателя в момент работы. Наиболее опасной является ошибка часового угла, которая у отдельной звезды проявляется в зависимости от часового угла как аргумента. На самом деле она определяется относительным положением сравниваемых звезд в поле зрения телескопа — следовательно, углом между линией, соединяющей обе звезды, и вертикалью. В результате, если

звезда наблюдается в течение многих часов, возникают систематические ошибки, а у звезд, наблюдаемых только раз в ночь, появляется годичный ход. Ошибка расстояния возникает в том случае, когда равные разности звездных величин оцениваются по-разному в зависимости от расстояния между звездами. Ошибка величины заключается в существовании зависимости между ценой степени и блеском, а ошибка интервала — в наличии зависимости между ценой степени и различием блеска между сравниваемыми звездами.

Известно, что только ошибка часового угла может внести существенную погрешность в наблюдения, но и она редко бывает очень большой, даже если наблюдатель ей подвержен. На средней кривой блеска короткопериодических звезд ошибка часового угла просто увеличивает рассеяние наблюдений. Если используется индивидуальная шкала звезд сравнения, другие ошибки, в той или иной степени, компенсируются. В литературе иногда роль этих ошибок преувеличивается. При подборе звезд сравнения все равно нужно избегать больших расстояний между звездами и больших различий блеска.

Развитие техники и особенно электроники ведет к недооценке визуальных методов наблюдений. Конечно, новые методы означают большой прогресс, в первую очередь в точности измерений. Это проявляется и при сравнении визуальных определений блеска с фотоэлектрической фотометрией. Но здесь нельзя слишком далеко заходить в обобщениях, и метод Аргеландера является хорошим тому примером.

Метод наблюдения нужно рассматривать не только с точки зрения точности, но и с точки зрения затрат труда, т.е. времени, необходимого для определения звездной величины переменной звезды. В этом отношении степенной метод Аргеландера много выигрывает в сравнении с методом фотоэлектрической фотометрии. Нужно принять во внимание и стоимость аппаратуры. Кроме того, заметим, что для определения типа и элементов новой переменной или для последующего контроля ее периода большая точность не нужна. Другое дело, если нужно построить кривую блеска в различных областях спектра или определить элементы орбиты затменной системы.

Покажем на примере, чего можно достичь, используя метод Аргеландера. В 1952–1953 гг. Гоффмейстер во время своего второго пребывания в Южной Африке визуально оценивал многие новые короткопериодические переменные, открытые им на ранее полученных фотопластинках. Наблюдения на фотографическом инструменте в течение большей части ночи брала на себя его жена, что позволило расширить визуальную программу. В результате примерно за 13 месяцев было получено 22416 наблюдений 96 звезд. Использовался очень простой телескоп с апертурой 130 мм и фокусным расстоянием 1160 мм на азимутальной установке. На рис. 167 и 168 представлены кривые блеска двух затменных звезд с малыми амплитудами изменения блеска ( $A_1$  — главный минимум и  $A_2$  — вторичный минимум):

$$V673 \text{ Cen}, 9,5-9,7^m, P=0,932792^d, A_1=0,2^m, A_2=0,05^m;$$

$$V677 \text{ Cen } 11,5-11,7^m, P=0,325067^d, A_1=0,15^m, A_2=0,1^m.$$

Кривые показывают, какого прекрасного результата можно достичь, ис-

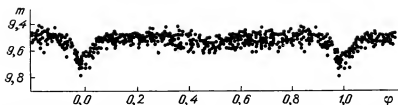


Рис. 167. Средняя кривая блеска V673 Cen, построенная по визуальным наблюдениям (Гоффмейстер)

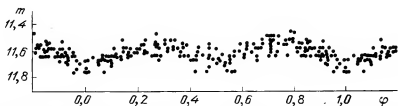


Рис. 168. Средняя кривая блеска V677 Cen, построенная по визуальным наблюдениям (Гоффмейстер)

пользуя метод Аргеландера, и причина успеха не только в наблюдателе, но и в звездах. Во-первых, в распоряжении должны быть подходящие звезды сравнения и, во-вторых, ход переменности в различных циклах должен совпадать. Как было показано в разделе, посвященном затменным звездам, в случае тесных контактных систем, таких как V673 Cen и V677 Cen, это не всегда соблюдается. Кроме того, блеск звезд должен соответствовать возможностям телескопа. Переменность звезд с амплитудой  $0,2^m$  трудно подтвердить, используя фотографический метод; переменные надолго остаются лишь заподозренными.

**Фотоэлектрическая фотометрия.** Принцип метода состоит в преобразовании энергии излучения в электрическую энергию, которую можно измерить намного точнее, чем непосредственно интенсивность света. Фотоэлектрическая фотометрия была введена в астрономию около 1910 г. в Северной Америке Стеббинсом, а в Германии Гутником для прямых измерений на небе и Розенбергом для измерений на фотопластинке. В то время использовался вакуумный или заполненный газом сосуд, в котором кванты света выбивали электроны из тонкого испаряющегося слоя калия, цезия или рубидия. Эти электроны собирались находящимся внутри сосуда электродом (обычно кольцевой формы) с положительным потенциалом; при этом измерялся заряд или ток.

Позднее сосуд был заменен вторичным электронным умножителем, или иначе — фотоэлектронным умножителем (ФЭУ). Он основан, в сущности, на том же принципе, но в вакуумной трубке осуществляется усиление. Первичные электроны получают добавочную энергию за счет приложенного потенциала около 100 В и наталкиваются на поверхность, из которой они, обладая высокой энергией, выбивают большое количество вторичных электронов. Этот процесс повторяется десять или более раз, вследствие

чего достигается значительное усиление ("умножение"). При двенадцати каскадах усиления, к каждому из которых приложено 100 В, для ФЭУ требуется 1200 В. Поэтому необходим источник высокого напряжения, который должен удовлетворять строгим требованиям: напряжение более чем 1000 В должно поддерживаться с точностью в 1‰. Фототок, получаемый от ФЭУ, можно регистрировать, используя при необходимости согласующее звено и дополнительную аппаратуру, на самописце или в числовом виде. Как и в других методах, желательно проводить дифференциальные наблюдения с использованием звезд сравнения для учета изменений атмосферной прозрачности. Иногда кривая блеска строится только на основе различия в блеске между переменной и первичной звездой сравнения, для которой звездная величина не известна. В дальнейшем она может быть получена по наблюдению ряда стандартных звезд и добавлена к измеренной разности величин. В нашей книге приводится несколько подобных кривых блеска; разности звездных величин обозначаются символом  $\Delta$ .

Для редукции наблюдений необходимо время от времени измерять фон неба и "темновой ток", который вызван постоянным рождением тепловых электронов в вакуумной трубке, даже тогда, когда катод не освещен. Чем меньше темновой ток ФЭУ, тем лучше прибор. Темновой ток может быть уменьшен путем охлаждения катода "сухим льдом" ( $\text{CO}_2$ ), что

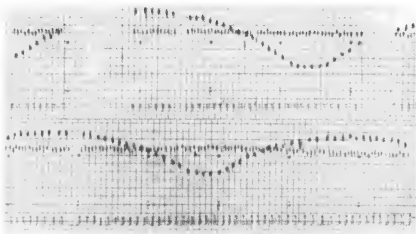


Рис. 169. Пример записей фотоэлектрических наблюдений. Наблюдалась *SS Com*, звезда типа *W* Большой Медведицы (по *Розе* и *Венцелю*). Запись блеска переменной – волнообразный ряд. Продолжительность каждого измерения равна 60 с. Амплитуда в главном минимуме составляет  $0,94^m$  (верхняя запись), а во вторичном –  $0,76^m$  (нижняя запись). Горизонтальный ряд записей, каждая из которых продолжалась 30 с – запись блеска звезды сравнения. Он указывает на стабильность как аппаратурных характеристик, так и состояния атмосферы (небольшой наклон вправо обусловлен изменением атмосферного поглощения с увеличением зенитного расстояния). В нижней части регистрограммы приведены измерения фона неба и нуль-пункт, определяемый темновым током. Быстрые флуктуации в течение каждого измерения (особенно при измерении обеих звезд) вызваны частично мерцаниями и частично – "шумами" аппаратуры (в основном ФЭУ). Этот эффект определяет точность (среднюю ошибку) измерений. Интервал между центрами главного и вторичного минимума составляет  $P/2 \approx 2,6$  ч. Нижняя запись является непосредственным продолжением верхней

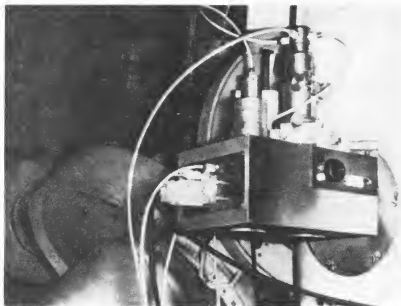


Рис. 170. Фотозлектрический звездный фотометр, установленный на зоннебергском 60-сантиметровом рефлекторе № 1

довольно часто применяется на практике. Использование ФЭУ дало возможность наблюдать слабые звезды методом фотозлектрической фотометрии. Например, средняя погрешность одного измерения звезды  $12^m$  на 600-мм телескопе достигает  $\pm 0,02^m$ . Кроме описанного здесь метода, в наше время используются и другие, которые мы не будем здесь обсуждать (интегрирующие фотометры, счетчики фотонов и т.п.).

На рис. 169 представлена часть записи измерений, полученных с помощью фотозлектрического фотометра, установленного на зоннебергском 600-мм рефлекторе (рис. 170). Благодаря развитию полупроводниковой техники, использующей специальные детекторные материалы, стали возможны наблюдения в инфракрасной области ( $\lambda > 0,8$  мкм) вплоть до субмиллиметрового диапазона.

### 8.1.2. Спектральные и другие методы наблюдений

Знание спектра и его изменений имеет особое значение для изучения переменных звезд, поскольку только по спектру можно дать физическое объяснение явлениям, демонстрируемым кривой блеска. Нельзя сказать, что в большинстве случаев мы хотя бы приблизились к этой цели. Особое значение имеют два явления, наблюдаемые спектральными методами: первое — эффект Доплера, который, в частности, дает возможность подтверждения теории пульсаций, и второе — влияние газовой оболочки и диска, которые не только сдвигают линии и расширяют их, но и являются причиной возникновения эмиссионных линий.

Как известно, существует несколько методов спектральных наблюдений. При использовании одного из методов призму располагают перед объективом (призма и объектив должны иметь одинаковые размеры), тогда на пластинке получатся изображения спектров всех достаточно ярких звезд поля. Этот метод, называемый методом объективной призмы, удобно использовать для классификации большого числа звезд или для обнаружения особых объектов, например звезд, у которых красная линия водорода  $H_\alpha$  — в эмиссии ( $H_\alpha$ -звезды). Но для детальных физических исследований отдельных звезд требуется большая дисперсия. Для этого используется щелевой спектрограф, который строит изображение спектра только одной звезды и имеет приспособление для получения спектра сравнения.

В данной книге приведены наиболее важные спектры переменных звезд. Нужно отметить, что даны репродукции негативов (темные линии являются эмиссионными), и в ряде случаев упомянутый выше спектр сравнения расположен по обе стороны спектра звезды.

Наблюдения на радиотелескопах в сантиметровом и метровом диапазонах дали до сих пор положительный результат лишь для немногих переменных звезд. Сейчас вряд ли возможно предсказать дальнейший ход развития в этом направлении.

В этой связи нужно упомянуть еще три возможности применения современной техники. Первая — это использование электронно-оптических преобразователей (ЭОП), увеличивающих чувствительность фотокамер или уменьшающих время экспозиции. Вторая заключается в обработке данных с помощью электронной аппаратуры: это направление завоевывает все большую популярность. Третья — использование ПЗС-матриц (приборов с зарядовой связью), в которых многочисленные микроскопические полупроводниковые приемники, собранные в последовательности — линейные или на плоскости, обеспечивают высокую чувствительность и структурное разрешение. Целью данной книги является описание надежно установленных фактов и широко применяемой техники, поэтому мы не будем упоминать о новейших достижениях, меняющихся изо дня в день. Для получения подробной информации читатель может обратиться к специальной литературе.

Наблюдения переменных звезд начаты и с искусственных спутников Земли, в первую очередь в инфракрасном, ультрафиолетовом и рентгеновском диапазонах, в которых очень трудно или просто невозможно наблюдать с поверхности Земли. Здесь можно ожидать много новых открытий. Чтобы успешно сопоставить их с имеющимися у нас знаниями, необходимо обеспечить параллельное получение "оптической" информации.

### 8.1.3. Яркие переменные

Среди звезд, видимых невооруженным глазом, имеется достаточное количество переменных. Список таких объектов интересен со многих точек зрения. Табл. 64 составлена по ОКПЗ и трем его дополнениям (Кукаркин и др., 1969—1976).

В таблицу включены звезды с величиной в максимуме блеска  $5^m$  и ярче и с амплитудами  $0,25^m$  или больше (визуальными или фотографическими). Наряду с названиями звезд в таблице указан и диапазон их переменности: знак  $v$  означает визуальную или V-область, все остальные

Таблица 64

## Яркие переменные звезды

Название	Пределы пере- менности		Тип	Период	Спектр
$\lambda$ And	4,9 <sup>m</sup>	5,3 <sup>m</sup>	SR?	54 <sup>d</sup>	G8
$\eta$ Aql	4,1	5,4	C $\delta$	7,177	F6
48(RT) Aur	5,0	5,8v	C $\delta$	3,728	F4
$\epsilon$ Aur	3,5	4,5	EA	9892	F0ep
$\xi$ Aur	5,0	5,6	EA	972	K4+B7
29(UW) CMa	4,5	4,8	EB	4,393	O8+O8
27 (EW) CMa	4,3	4,6	?		B4e
FW CMa	5,0	5,3	$\gamma$ C	—	B3e
R Car	3,9	10,0v	M	309	M4e
S Car	4,5	9,9v	M	149,5	K7e
$\eta$ Car	-0,8	7,9v	SD	—	Pec
l Car	3,4	4,1v	C $\delta$	35,522	F6
$\gamma$ Cas	1,6	3,0v	$\gamma$ C	—	B0e
$\rho$ Cas	4,1	6,2v	RCB?	—	F8p
$\mu$ Cen	2,9	3,4v	$\gamma$ C	—	B2
$\delta$ Cep	3,5	4,3v	C $\delta$	5,366	F5
$\mu$ Cep	3,6	5,1v	SR		M2e
$\sigma$ Cet	2,0	10,1v	M	331,9	M5e
$\epsilon$ CrlA	4,7	5,0v	EW	0,591	F0
T Cyg	5,0	5,5v	L?		K3
$\sigma^1$ (V695) Cyg	4,9	5,3	EA	3784	K4+B4
$f^1$ (V832) Cyg	4,5	4,9v	$\gamma$ C	—	B2e
$\chi$ Cyg	3,3	14,2v	M	407	S7e
P Cyg	3	6v	SD	—	cB1peq
$\beta$ Dor	3,5	4,1v	C $\delta$	9,842	F4
$\xi$ Gem	3,7	4,2v	C $\delta$	10,151	F7
$\eta$ Gem	3,3	3,9v	SR(E)	233(2984)	M3
$\beta$ Gru	2,0	2,3v	L?		M3
$\alpha$ Her	3,0	4,0v	SR		M5
u Her	4,6	5,3	EB	2,051	B3+B5
R Hor	4,7	14,3v	M	404	M5e
R Hya	4,0	10,0v	M	390	M6e
EW Lac	5,0	5,3	$\gamma$ C	—	B3ep
R Leo	4,4	11,3v	M	312	M6e
RX Lep	5,0	7,0v	SR	150±	M4
$\delta$ Lib	4,9	5,9v	EA	2,327	A0
13 (R) Lyr	3,9	5,0v	SR	46	M5
$\beta$ Lyr	3,3	4,3v	EB	12,914	B8p
$\epsilon$ Oct	5,0	5,4v	SR	55±	M6
$\chi$ Oph	4,2	5,0	$\gamma$ C	—	B2pe
U Ori	4,8	12,6v	M	372	M6e
$\alpha$ Ori	0,4	1,3v	SR	2335	M2e
$\kappa$ Pav	3,9	4,8v	CW	9,088	F5
$\lambda$ Pav	3,4	4,3v	$\gamma$ C	—	B2e
$\beta$ Peg	2,3	2,7v	L	—	M2e
$\beta$ Per	2,1	3,4v	EA	2,867	B8
$\rho$ Per	3,3	4,0v	SR	50±	M4
$\xi$ Phe	3,9	4,4	EA	1,670	B6+B8



Таблица 64 (окончание)

Название	Пределы пере- менности		Тип	Период	Спектр
$\delta$ Pic	4,6 <sup>m</sup>	4,9 <sup>m</sup> <sub>v</sub>	EB	1,673 <sup>d</sup>	B0
47 (TV) Psc	4,6	5,4 <sub>v</sub>	SR	65±	M3
V Pup	4,7	5,2	EB	1,454	B1+B3
KQ Pup	4,9	5,2	?		M2e+B2e
MX Pup	4,6	4,9	$\gamma$ C	—	B2e
L <sub>2</sub> Pup	2,6	6,2 <sub>v</sub>	SR	140	M5
W Sgr	4,3	5,1 <sub>v</sub>	C $\delta$	7,595	F4
3 (X) Sgr	4,2	4,8 <sub>v</sub>	C $\delta$	7,012	F5
RR Sco	5,0	12,4 <sub>v</sub>	M	279	M6e
$\alpha$ Sco	0,9	1,8 <sub>v</sub>	SR	1733	M1
$\mu^1$ Sco	2,8	3,1	FB	1,440	B2+B7
R Sct	4,4	8,2 <sub>v</sub>	RV	140	G0e
$\delta$ Sct	4,9	5,2	$\delta$ Sc	0,194	F3
d Ser	4,9	5,9 <sub>v</sub>	?		G0+A6
28 (BU) Tau	4,8	5,5 <sub>v</sub>	$\gamma$ C	—	B8ep
$\lambda$ Tau	3,3	3,8	EA	3,953	B3+A4

Обозначения типов (по ОКПЗ, 1969):

EA — затменные переменные типа Алголя

EB — затменные переменные типа  $\beta$  Лирь

EW — затменные переменные типа W Большой Медведицы

E — затменные переменные неклассифицированного типа

C $\delta$  — классические цефеиды плоской составляющей Галактики

CW — переменные типа W Девы

$\delta$  Sc — переменные типа  $\delta$  Щита

M — мириды

RV — переменные типа RV Тельца

SR — полуправильные переменные

L — неправильные переменные (поздних спектральных классов)

I — неправильные переменные (ранних спектральных классов)

$\gamma$  C — переменные типа  $\gamma$  Кассиопеи

R CB — переменные типа R Северной Короны

SD — переменные типа S Золотой Рыбы

звездные величины определены в фотографической или В-области спектра. В следующих столбцах приводятся тип переменности, период (с неполной точностью) и спектральный класс в максимуме (без учета других спектральных характеристик).

В таблице не приведены координаты звезд, поскольку большинство из них может быть найдено с помощью атласов звезд, видимых невооруженным глазом.

В таблицу не вошли новые и сверхновые. Не включена в таблицу и часто наблюдаемая звезда R CrB, которая дала название отдельному типу объектов (раздел 3.5), поскольку она не удовлетворяет перечисленным выше критериям. Несколько слов нужно сказать об  $\alpha$  UMi — Полярной звезде, которая является переменной типа W Девы с периодом 3,970<sup>d</sup> и очень малой амплитудой 0,15<sup>m</sup>. Этой звезде посвящена обширная литература. Период звезды переменен, но пока не удалось определить общую зависимость, описывающую эту переменность. Интерферометрические наблюдения

*Вильсона* (1937) показали двойственность главного компонента: существует звезда-спутник  $4^m$  на расстоянии  $0,24''$ . Возможно, что этот компонент дает составляющую с периодом 29,6 лет, заметную в изменениях блеска. Кроме того, существует спутник  $9^m$  на расстоянии  $18,3''$ .

Открытие переменности у  $\gamma$  (V436) Per подтверждает возможность обнаружения изменений блеска ярких звезд и в наше время. Руфенер (Женева) использовал ее в качестве стандартной звезды и обнаружил большое отклонение нескольких фотозлектрических измерений. Группа французских любителей астрономии затем визуально наблюдала главный и вторичный минимумы этой новой затменной переменной. Они определили длину периода  $25,936^d$  и выявили значительную эллиптичность орбиты по нецентральному положению вторичного минимума (*Норт и Руфенер*, 1981). Интервал изменений блеска в  $V$  — от  $5,51$  до более  $5,84^m$ . Аналогичный случай произошел и со звездой  $\gamma$  (DE) Dra, затменной системой, открытой *Фуртигом* (1975) и детально исследованной *Л. Майнунгером* (1979). Визуальная звездная величина в максимуме блеска звезды равна  $5,7^m$ .

**Содействие любителей астрономии.** Вряд ли в какой-либо другой области астрономии любители могут так успешно работать, как в наблюдениях переменных звезд. Для этого существует много причин: первая — инструментальные требования минимальны, любой инструмент от бинокля до большого рефлектора может служить для обеспечения наблюдательной программы. Вторая — методы наблюдений очень легко освоить, даже если при этом нужно приложить некоторые усилия и потратить немного времени. Третье — в этой области имеется большое поле деятельности, и если ведутся осмысленные наблюдения, то вероятность успеха очень велика. *Венцель* (1980б) опубликовал обстоятельные соображения о причинах выбора наблюдений переменных звезд в качестве области исследований.

Мы не станем запутывать вопрос, перечисляя все возможности работы любителей астрономии. Многочисленные сведения можно почерпнуть, детально изучив раздел о классификации переменных звезд. Все же целесообразно остановиться на нескольких важных аспектах.

**Изменения периодов.** В первую очередь нужно назвать наиболее актуальный вопрос изменения периодов. Утверждение, что периоды всех переменных звезд меняются, можно считать преувеличением, но, вероятно, оно не очень далеко от истины. Как показывает опыт, даже многие затменные системы имеют переменные периоды, что видно и на примере Алголя. Изменения периода происходят и у звезд типа  $\delta$  Цефея. У звезд типа RR Лиры они сами протекают периодически и связаны с изменениями амплитуды и формы кривой блеска. Особое место занимают мириды, у которых, вероятно, происходят внезапные и нерегулярные изменения периодов.

Обнаружив, что период звезды изменился, мы зачастую не знаем, когда именно это случилось. Хороший максимум или минимум могут дать информацию о моменте изменения периода или, по крайней мере, сузить интервал времени, когда оно могло произойти, а также позволить что-то сказать о механизме изменений. Большую помощь может оказать здесь фотографический патруль неба, но для короткопериодических звезд он не может обеспечить хорошо покрытую наблюдениями кривую блеска, даже если не говорить о пропусках, связанных с плохой погодой

Лучше получить хорошо покрытые наблюдениями кривые отдельных минимумов и максимумов, чем пытаться отнаблюдать как можно больше звезд. Опытный наблюдатель вполне может справиться с большой программой, но он должен в течение каждого часа отдавать предпочтение тем звездам, которые подходят к максимуму или минимуму. Обычно быстро меняющиеся звезды достаточно наблюдать с интервалом в 30 мин. Если наблюдатель заметит, что блеск звезды типа Алголя слабеет или что звезда типа RR Лиры, перед этим находившаяся в минимуме, ярче, то их нужно наблюдать каждые 5–10 мин до тех пор, пока не возникнет уверенность, что минимум или максимум пройден.

В случае мирид и других типов звезд с медленными изменениями рекомендуются фотографические наблюдения, тем более, что на пластинках, сфотографированных в богатых звездами областях Млечного Пути, их можно найти в большом количестве. Так как часто это звезды с заметной окраской, нужно, чтобы всегда был точно указан тип пластинки и чтобы его не меняли произвольно. Фотографический метод менее подходит для изучения звезд с быстрыми изменениями блеска, так как по пластинкам невозможно определить точную эпоху. Кроме того, если экспозиции не очень короткие, то по пластинке можно измерить только среднюю величину звезды. Короткие экспозиции нельзя использовать при фотографировании слабых звезд, если мы хотим получить максимальную информацию. Хорошо покрытая наблюдениями визуальная кривая блеска звезды типа RR Лиры позволяет определить момент максимума с погрешностью  $\pm 5$  мин. При 30- или 60-минутном экспонировании пластинки момент максимума может лежать где-то внутри этого промежутка времени, и мы внесем существенную погрешность, если, как обычно, отнесем его к середине экспозиции. Если нужно найти не известный до сих пор период, то не будет ничего плохого, если удовлетвориться такими наблюдениями. Совсем иначе обстоит дело, если нужно исследовать такие тонкие детали, как изменения периода.

**Эруптивные переменные.** Следующей интересной задачей является патруль новоподобных и бывших новых, у которых ожидаются повторные вспышки. Списки таких звезд, подготовленные Международным Астрономическим союзом, приведены в разделе 3.1.2. Для патрулирования нужно выбирать такие бывшие новые, которые имеют относительно малые амплитуды и у которых можно предположить короткие интервалы между вспышками (скажем, от 10 до 60 лет). Главное при этом — распознать начало увеличения блеска как можно раньше, чтобы иметь возможность провести спектральные наблюдения в период увеличения блеска. О каждом таком случае необходимо сообщать в обсерватории.

Далее нужно упомянуть звезды типа U Близнецов, исследование которых требует большого терпения от наблюдателя из-за редкости и непродолжительности вспышек. Случаи, подобные UV Per, не могут быть успешно изучены без непрерывного визуального патрулирования в течение нескольких лет.

Очень важно и патрулирование редких звезд типа R Северной Короны. Сама R CrB в максимуме имеет блеск  $6^m$ . По возможности раннее сообщение о начале непредсказуемого ослабления блеска имеет огромное значение для профессиональных обсерваторий, оснащенных спектрографами и

инфракрасными фотометрами. Крайне желательно получение подробной кривой блеска этих объектов, так как сведения о форме, дате и глубине минимума в совокупности с другими видами наблюдений могут привести к фундаментальным заключениям о природе околозвездного вещества, ответственного за минимум.

## 8.2. ОРГАНИЗАЦИИ

Организация национальной и международной кооперации для исследования переменных звезд особенно важна, по крайней мере, с трех точек зрения.

Во-первых, и в случае неправильных, и в случае циклических изменений получение как можно более полной кривой блеска в определенном промежутке времени часто имеет решающее значение для правильной интерпретации наблюдательных данных и для построения модели. Из-за влияния погодных условий и вращения Земли достичь этого, как правило, можно лишь международной кооперацией.

Во вторых, для наблюдений в нескольких диапазонах длин волн (радио-, инфракрасном, оптическом, ультрафиолетовом и рентгеновском) одновременно со спектральными наблюдениями необходимо использовать различную наблюдательную аппаратуру, которую не может иметь одиночный наблюдатель или отдельная обсерватория.

В-третьих, необходимо разделение работы между теоретиками, вычислителями и наблюдателями.

Организация международной кооперации в профессиональной астрономии является задачей Международного Астрономического союза (МАС). Около 40 комиссий занимаются вопросами, перекрывающими целые области астрономических исследований. Комиссия 27 занимается переменными звездами, а комиссия 42 — затменными. Но и другие комиссии, такие как фотометрическая, спектральных исследований, двойных звезд, структуры Галактики, строения звезд и звездной эволюции, изучают вопросы, связанные с переменными звездами. В области исследования переменных звезд особое практическое значение имеет организация международных наблюдательных программ, широкое использование специализированных обсерваторий и инструментов многих стран, а также проведение научных симпозиумов, коллоквиумов и совещаний рабочих групп.

Наряду с МАС существуют и другие организации с не столь широкими задачами, например "Проблемная комиссия физики и эволюции звезд многостороннего сотрудничества Академий социалистических стран". Здесь, в частности, подкомиссия 3 (нестационарные звезды) занимается кооперацией в области исследования переменных звезд.

Любители астрономии обычно бывают объединены в более или менее организационно оформленные союзы. В последние годы образовано много новых групп. Мы не можем привести полный список этих организаций, но укажем некоторые, активно работающие в области изучения переменных звезд.

AAVSO

Американская ассоциация наблюдателей переменных звезд  
(American Association of Variable Star Observers)

AFOEV	Французская ассоциация наблюдателей переменных звезд (Association Française d'Observateurs d'Etoiles Variables)
AKV	Рабочая группа "Переменные звезды" при Союзе культуры ГДР (Arbeitskreis "Veränderliche Sterne" im Kulturbund der DDR)
BAA—VSS	Британская астрономическая ассоциация (секция переменных звезд) (British Astronomical Association, Variable Star Section)
BAV	Западноберлинское общество исследователей переменных звезд (West-Berliner Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne)
BBSAG	Наблюдатели затменных звезд в Швейцарском астрономическом обществе (Beobachter von Bedeckungssternen in der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft)
RASNZ—VSS	Королевское астрономическое общество Новой Зеландии (секция переменных звезд) (Royal Astronomical Society of New Zealand, Variable Star Section)
SUAA—VSS	Скандинавский союз любителей астрономии и астрономическая ассоциация Ursa (секция переменных звезд) (Scandinavian Union of Amateur Astronomers and Ursa Astronomical Association, Variable Star Section)

В ФРГ существует большое число подобных обществ. Во многих странах центрами таких обществ являются профессиональные обсерватории (Чехословакия — Брно, Польша — Краков), а в некоторых странах они организованы при школе или народной обсерватории. Но в любом случае сотрудничество между любителями и профессиональными астрономами имеет большое значение и может привести к международной кооперации.

## БИБЛИОГРАФИЯ

## 9.1. КРАТКИЕ СВЕДЕНИЯ О ЗВЕЗДНЫХ КАТАЛОГАХ И КАРТАХ

Для открытия переменных звезд, их наблюдений и обработки специалисту необходимы "Общий каталог переменных звезд" *Кукаркина* и др. (1969, 1971, 1974, 1976) с тремя "Дополнениями" к нему и регулярно публикующиеся "Списки обозначений" (например, *Холопов* и др., 1987). Уже опубликованы первые из запланированных пяти томов нового издания ОКПЗ (*Холопов* и др., 1985). Большое значение имеет третье издание Каталога заподозренных звезд и звезд, не получивших своего окончательного обозначения (*Холопов*, 1982: "Новый каталог звезд, заподозренных в переменности блеска"). Сокращенно он называется NSV (первые издания этого Каталога публиковались *Кукаркиным* и др. в 1951 и 1965 гг. — сокращенное обозначение КЗП).

В каждом издании ОКПЗ и его Дополнений приводится принятая на момент их составления система классификации переменных звезд. С описанием новой системы можно познакомиться у *Холопова* и др. (1985) — см. раздел 6.5.

Из общих списков звезд в первую очередь нужно сказать об обзорных каталогах (Durchmusterungs-Kataloge) и приложенных к ним картам, которые, правда, не позволяют точно определить координаты объекта. Однако это является задачей астрометрии, и мы не будем ее обсуждать. Приведем некоторые сведения о каталогах-обзорах:

Боннское обозрение (Bonner Durchmusterung) северного неба, равноденствие 1855,0, от  $-2$  до  $90^\circ$  по склонению, сокращенное обозначение BD.

Боннское обозрение южного неба, равноденствие 1855,0, от  $-2$  до  $-23^\circ$  по склонению, сокращенное обозначение BD.

Кордобское обозрение (Cordoba-Durchmusterung), равноденствие 1875,0, от  $-22$  до  $-90^\circ$  по склонению, сокращенное обозначение CoD.

Капское фотографическое обозрение (Cape Photographic Durchmusterung), равноденствие 1875,0, от  $-18$  до  $-90^\circ$  по склонению, сокращенное обозначение CPD.

Наиболее значительными старыми спектральными каталогами звезд являются:

Каталог звездных спектров им. Генри Дрепера (Henry Draper Catalogue of Stellar Spectra), Ann. Harvard Obs., Vol. 91–99 (1918–1924)\*).

\*) Сокращенное обозначение HD. (Примеч. пер.)

Дополнение к HD (Henry Draper Extension), Ann. Harvard Obs., Vol. 100, 105, 112 (1925–1949).

Потсдамское спектральное обозрение (Potsdamer Spektraldurchmusterung), Publ. Astrophys. Obs. Potsdam, Bd 88–93 (1929–1938).

Бергедорфское спектральное обозрение (Bergedorfer Spektraldurchmusterung) в пяти томах (с 1935 до 1953 г.).

Для BD и CoD опубликованы карты в масштабе  $1^\circ$  в 20 мм. Предельная визуальная величина на картах достигает  $10^m$ . Положение звезд, не внесенных в каталог, можно графической интерполяцией определить по карте с точностью  $0,5'$ . Для вновь открытых переменных рекомендуется составлять и публиковать специальные небольшие карты, чтобы можно было точно идентифицировать объект.

Подробный список положений и собственных движений 260 000 звезд опубликован в "Каталоге звезд" Смитсоновской астрофизической обсерватории (каталог SAO). Существует атлас, основанный на данных каталога, где наряду со звездами каталога (равноденствие 1950,0) содержатся и незвездные объекты. Масштаб здесь примерно вдвое меньше, чем на картах BD, и равен  $1^\circ$  в 8,6 мм.

Иногда можно использовать и другие существующие атласы с меньшими масштабами. Среди них атласы Байер-Графа, Бечвара, Михайлова и Ференберга.

Два атласа Ференберга являются самыми популярными фотографическими картами. Вообще, фотографические карты имеют особое значение, так как они являются документом того времени, когда они получены.

Наиболее старой такой работой являются фотографические звездные карты Пализа и Вольфа. Опубликовано 210 карт с площадью  $6^\circ \times 7,5^\circ$  и масштабом  $1^\circ$  в 36,7 мм. Значение данных карт определяется достигнутой на них предельной величиной  $15^m$  и очень точной градусной сеткой, позволяющей определять положения звезд с точностью до  $0,2'$ . К сожалению, карты не перекрывают всего северного неба. Снимки, на основе которых были составлены карты, первоначально предназначались для изучения Млечного Пути и малых планет. Нужно учесть, что равноденствия не одинаковы для всех карт, часть карт имеет градусную сетку для равноденствия 1875,0, а часть — для 1900,0.

Напротив, Иоганнесбургская обсерватория провела очень однородное картирование неба южнее  $-19^\circ$ . Равноденствие 1875,0 совпадает с принятым в CoD и CPD. Площадь каждого листа составляет  $5,4^\circ \times 6,8^\circ$  при масштабе  $1^\circ$  в 35,5 мм. Градусная сетка нанесена так же точно, как у Пализа и Вольфа. К сожалению, предельная величина, достигнутая на некоторых листах, недостаточна. Особенно полезны эти фотографические карты при определении координат, которые удастся найти точнее, чем по картам обозрений.

Особое положение занимает Паломарский атлас неба, изданный Паломарской обсерваторией совместно с Национальным географическим обществом. Карты перекрывают небо от северного полюса до  $-33^\circ$ . Снимки были получены с помощью 126-см телескопа системы Шмидта. Поле пластинки равно  $6,5^\circ \times 6,5^\circ$ , длина сторон 35 см и масштаб  $1^\circ$  в 53,5 мм. Предельная величина — около  $21^m$ . Каждое из 935 полей сфотографировано дважды, в красном и голубом цвете. Сравнивая два таких листа, можно

определить цвет звезды. В этом заключается большое значение Паломарских карт в деле изучения переменных звезд.

Позднее Паломарский атлас в красном цвете был продолжен еще на две зоны до склонения  $-45^\circ$ . Полный обзор южного неба, эквивалентный Паломарскому атласу, проводится при помощи Британского 124-см телескопа системы Шмидта в Австралии и 100-см телескопа той же системы Южноевропейской обсерватории в Чили.

К сожалению, для множества переменных звезд, открытых фотографическими методами после 1900 г., не существует столь необходимых поисковых карт. Лишь для переменных, открытых в Зоннебергской обсерватории, а их более 10 000, имеются карты близких окрестностей. Первые из них были опубликованы в сообщениях обсерватории, затем большая часть в "Mitteilungen über Veränderl. Sterne" ("Сообщения о переменных звездах") №№ 245–330 и часть в "Astronomische Nachrichten") ("Астрономические известия"). Карты окрестностей звезд типа RR Лиры и других переменных опубликовали Цесевич и Казанасмас (1963, 1971). Начиная с 1952 г. во многих выпусках издания Секции переменных звезд Астрономического общества Новой Зеландии Бейтсон и др. публикуют карты южных переменных звезд ("Charts of Southern Variable Stars"). Укажем также на "AAVSO Variable Star Atlas" (Атлас переменных звезд Американского общества наблюдателей переменных звезд), изданный Сковилем (1980).

Увеличение объема астрономической информации привело к созданию Международного центра звездных данных в Страсбурге (Франция). Там в память ЭВМ записаны как важнейшие каталоги, так и неопубликованные списки данных, подготовленные в различных институтах. Удобство состоит в том, что розыск или компиляция нужных каталожных величин, характеризующих определенную звезду или тип звезд, можно сделать автоматически и, кроме того, накопленный материал может непрерывно пополняться. Так, недавно поступили следующие каталоги: "Общий фотозлектрический каталог UVB-величин" Мермийо и Николе, содержащий сведения о 70 000 звезд; "Каталог МК-классификации" Моррис-Кеннеди, содержащий новейшие спектральные характеристики почти 40 000 звезд в системе двумерной спектральной классификации Моргана и Кинана.

В центре звездных данных хранится и "Библиографический каталог переменных звезд" (Bibliographic Catalogue of Variable Stars = BCVS) Хута и Венцеля (1981), который содержит более 270 000 ссылок на литературу о переменных, получивших до 1976 г. свое окончательное обозначение. Этот каталог составлен по карточному каталогу, пополняющемуся в Зоннебергской обсерватории в течение многих лет (см. Венцель, 1981). BCVS можно считать продолжением ИиЛ — многотомной публикации, первое издание которой было выпущено Хартвигом и Мюллером, а второе издание Прагера и Шнеллера (1934–1963) широко используется и в наши дни. BCVS должен непрерывно дополняться и в дальнейшем охватить также звезды NSV (см. выше)\*).

---

\*) В Международном центре звездных данных содержится также ОКПЗ. В Москве, в Астрономическом совете АН СССР существует филиал центра. (Примеч. ред. перевода.)



## 9.2. ОБЗОРЫ, СБОРНИКИ, СПРАВОЧНЫЕ СТАТЬИ

Ниже приведен список важнейших обзорных работ и статей. На старые работы уже почти не ссылаются, поэтому в отличие от первого издания мы их не упоминаем. Мы не стремились к полноте обзора.

Симпозиумы МАС (Издательство Рейдель, Дордрехт):

- № 59. Неустойчивость звезд и эволюция (Stellar Instability and Evolution) – 1974.  
67. Переменные звезды и эволюция звезд (Variable Stars and Stellar Evolution) – 1975.  
70. Ве-звезды и звезды с оболочками (Be and Shell Stars) – 1976.  
73. Строение и эволюция тесных двойных систем (Structure and Evolution of Close Binary Systems) – 1976.  
83. Потеря массы и эволюция О-звезд (Mass Loss and Evolution of O-type Stars) – 1979.  
88. Тесные двойные звезды (Close Binary Stars) – 1979.  
98. Ве-звезды (Be Stars) – 1981.  
99. Звезды Вольфа – Райе (Wolf-Rayet Stars) – 1981.  
101. Остатки сверхновых и их рентгеновское излучение (Supernova Remnants and their X-Ray Emission) – 1982.

Коллоквиумы МАС (разные издательства, год указывает на время проведения конференции):

- № 4. Непериодические явления у переменных звезд (Non-periodic Phenomena in Variable Stars) – 1969.  
6. Потеря массы и эволюция тесных двойных систем (Mass Loss and Evolution in Close Binaries) – 1969.  
15. Новые направления и новые достижения в исследовании переменных звезд (New Directions and New Frontiers in Variable Star Research) – 1971.  
21. Переменные звезды в шаровых скоплениях и подобных системах (Variable Stars in Globular Clusters and in Related Systems) – 1972.  
29. Мультипериодические переменные звезды (Multiple Periodic Variable Stars) – 1975.  
32. Физика Ap-звезд (Physics of Ap Stars) – 1975.  
42. Взаимодействие переменных звезд с окружающей их средой (The Interaction of Variable Star with their Environment) – 1977.  
46. Изменение направлений в исследовании переменных звезд (Changing Trends in Variable Stars Research) – 1978.  
53. Белые карлики и вырожденные переменные звезды (White Dwarfs and Variable Degenerate Stars) – 1979.  
59. Влияние потери массы на эволюцию звезд (Effects of Mass Loss on Stellar Evolution) – 1980.  
66. Проблемы солнечных и звездных колебаний (Problems of Solar and Stellar Oscillations) – 1966.  
69. Двойные и кратные звезды как индикаторы звездной эволюции (Binary and Multiple Stars as Tracers of Stellar Evolution) – 1981.  
70. Природа симбиотических звезд (The Nature of Symbiotic Stars) – 1981.  
71. Активность красных карликов (Activity in Red-Dwarf Stars) – 1982.  
72. Катаклизмические переменные и родственные им объекты (Cataclysmic Variables and Related Objects) – 1982.  
80. Двойные звезды, физические свойства и общие соотношения (Double Stars, Physical Properties and Generic Relations) – 1983.  
82. Цефеиды: теория и наблюдения (Cepheids: Theory and Observations) – 1984.  
92. Физика Ве-звезд (Physics of Be Stars) – 1986.  
93. Катаклизмические переменные (Cataclysmic Variables) – 1986.

Библиотека журнала *Astrophysics and Space Science* (Издательство Рейдель в Дордрехте, год указывает на год издания):

- Том 6. *Андерхилл*. Звезды ранних спектральных классов (*Underhill. The Early Type Stars*) – 1966.  
13. *Хак* (редактор). Потеря массы звездами (*Hack. Mass Loss from Stars*) – 1968.

45. *Космовичи* (редактор). Сверхновые и остатки сверхновых (*Cosmovici. Supernovae and Supernova Remnants*) – 1974.
48. *Гурский и Руффи* (редакторы). Нейтронные звезды, черные дыры и двойные рентгеновские источники (*Gursky and Ruffini. Neutron Stars, Black Holes and Binary X-Ray Sources*) – 1975.
60. *Фич* (редактор). Коллоквиум MAC 29–1976 (*Fitch*).
65. *Фриджанг* (редактор). Новые и родственные им звезды (*Friedjung. Novae and Related Stars*) – 1977.
66. *Шрамм* (редактор). Сверхновые (*Schramm. Supernovae*) – 1977.
68. *Копал*. Динамика тесных двойных систем (*Kopal. Dynamics of Close Binary Systems*) – 1978.
77. *Копал*. Язык звезд (*Kopal. Language of the Stars*) – 1979.
89. *Кьози и Сталио* (редакторы). Коллоквиум MAC 59–1981 (*Chiosi, Stalic*).
95. *Фриджанг и Виотти* (редакторы). Коллоквиум MAC 70–1982 (*Friedjung, Viotti*).
98. *Копал и Рае* (редакторы). Коллоквиум MAC 69–1982 (*Kopal, Rahe*).
101. *Ливьо и Шавив* (редакторы). Коллоквиум MAC 72–1983 (*Livio, Shaviv*).
102. *Бирн и Родано* (редакторы). Коллоквиум MAC 71–1983 (*Byrne, Rodono*).
113. *Лемб и Паттерсон* (редакторы). Катаклизмические переменные и маломассивные рентгеновские двойные (*Lamb and Patterson. Cataclysmic Variables and Low Mass X-Ray Binaries*) – 1985.

Некоторые другие отчеты конференций (указаны редактор, год и место проведения конференций):

*Леду*. Проблемы звездной гидродинамики, Льеж (*Ledoux. Probleme d'Hydrodynamique Stellaires, Liège*) – 1975.

*Мирзоян*. Вспыхивающие звезды, Бюракан, 1976.

*Житков*. Нестационарная эволюция тесных двойных, Варшава (*Zytkow. Nonstationary Evolution of Close Binaries, Warsaw, 1977*).

*Мирзоян*. Вспыхивающие звезды, Бюракан, 1979.

*Хилл и Джембовский*. Нерадиальные и нелинейные пульсации звезд, Тусон (*Hill and Dziembowski. Nonradial and Nonlinear Stellar Pulsations, Tucson, 1979*).

*Уилер*. Сверхновые I типа, Остин (*Wheeler. Type I Supernovae, Austin, 1980*).

*Леду*. Переменность звезд и галактик, Льеж (*Ledoux. Variability in Stars and Galaxies, Liège, 1980*).

*Карлинг и Копал*. Фотометрические и спектральные двойные системы, Маратеза (Италия) (*Carling and Kopal. Photometric and Spectroscopic Binary Systems, Maratea (Italy), 1980*).

*Тремко*. Выброс и аккреция вещества в двойных системах, Татранска Ломница (*Tremko. Ejection and Accretion of Matter in Binary Systems, Tatranská Lomnica, 1980*).

*Андерсен*. Рентгеновая астрономия, Амстердам (*Andersen. X-Ray Astronomy, Amsterdam, 1981*).

*G.E.V.O.N. и Стеркен*. Рабочая группа по пульсирующим В-звездам, Ницца (*G.E.V.O.N. and Sterken. Workshop on Pulsating B Stars, Nizza, 1981*).

*Рис и Стоунхем*. Сверхновые, Кембридж (Великобритания) (*Rees and Stoneham. Supernovae, Cambridge, 1981*).

*Марик и Сабадош*. Магнитные и переменные звезды, Сомбатхей (*Marik and Szabados. Magnetic and Variable Stars, Szombathely, 1982*).

*Янг и Шу*. Астрофизика высоких энергий и космология, Пекин (*Yang and Zhu. High Energy Astrophysics and Cosmology, Beijing, 1983*).

*Моррис и Цукерман*. Потеря массы красными гигантами, Лос-Анжелес (*Morris and Zuckerman. Mass Loss from Red Giants, Los Angeles, 1984*).

*Джованнелли*. Поведение галактических аккрецирующих источников в различных спектральных диапазонах, Фраскати (*Giovannelli. Multifrequency Behaviour of Galactic Accreting Sources, Frascati, 1984*).

*Bode*. RS Oph и повторные новы, Манчестер (*Bode, RS Ophiuchi and the Recurrent Nova Phenomenon, Manchester, 1985*).

*Сабадош*. Эруптивные явления у звезд, Будапешт (*Szabados. Eruptive Phenomena in Stars, Budapest, 1985*).

Бурке. Последние результаты по катаклизмическим переменным, Ламберг (*Burke, Recent Results on Cataclysmic Variables, ESA Workshop, Bamberg, 1985*).

Новейшие монографии:

Алксне и Икауниекс. Углеродные звезды (Зинатне, Рига, 1971).

Бодэ и Эванс. Классические новые (*Bode and Evans. The Classical Novae, Wiley, New York, 1985*).

Кларк. Исторические сверхновые (*Clark. The Historical Supernovae, Pergamon Press, Oxford, 1977*).

Эглетон и Прингл. Взаимодействующие двойные (*Eggleton and Pringle. Interacting Binaries, Reidel Publ. Comp., Dordrecht, 1985*).

Гершберг. Вспышки красных карликовых звезд (*Gershberg. Flares of Red Dwarf Stars, Armagh Observatory, 1970*).

Гласби. Переменные звезды (*Glasby. Variable Stars, Harvard University Press, Cambridge, 1969*).

Гласби. Карликовые новые (*Glasby. The Dwarf Novae, Constable, London, 1970*).

Гласби. Перемешные, связанные с туманностями (*Glasby. The Nebular Variables, Pergamon Press, Oxford, 1974*).

Гурзadyн. Вспыхивающие звезды (*Gurzadyan. Flare Stars, Pergamon Press, Oxford, 1980*).

Икауниекс. Долгопериодические переменные звезды (Зинатне, Рига, 1971).

Кенион. Симбиотические звезды (*Kenyon. The Symbiotic Stars, University Press, Cambridge, 1986*).

Кукаркин и др. Нестационарные звезды и методы их исследования, 5 томов (Наука, Москва, 1970).

Кукаркин. Пульсирующие звезды (*Kukarkin. Pulsating Stars, Wiley, New York, 1980*).

Льюин и Ван ден Хойвель. Аккрецирующие звездные рентгеновские источники (*Lewin and Van den Heuvel. Accretion Driven Stellar X-Ray Sources, University Press, Cambridge, 1983*).

Мирзоян. Нестационарность и эволюция звезд (Изд-во Академии наук Армянской ССР, Ереван, 1981).

Пейн-Гапошкина. Галактические новые (*Payne-Gaposchkin. The Galactic Novae, Dover, New York, 1964*).

Пти. Переменные звезды (*Petit. Les Etoiles Variables, Masson, Paris, 1982*).

Пти. Перемешные звезды (*Petit. Variable Stars, Wiley, Chichester, 1987*).

Прингл и Уейд. Взаимодействующие двойные звезды (*Pringle, Wade. Interacting Binary Stars, University Press, Cambridge, 1985*).

Псковский. Новые и сверхновые (*Pskowski. Novae und Supernovae, Teubner, Leipzig, 1978*).

Рис и Стоунхем. Сверхновые: обзор современных исследований (*Rees and Stoneham. Supernovae: A Survey of Current Research, Reidel, Dordrecht, 1982*).

Сахадэ и Вуд. Взаимодействующие двойные звезды (*Sahade and Wood. Interacting Binary Stars, Pergamon Press, Oxford, 1978*).

Шкловский. Сверхновые звезды (Наука, Москва, 1976).

Штрёмайер. Переменные звезды (*Strohmeier. Variable Stars, Pergamon Press, Oxford, 1972*).

Штрёмайер. Переменные звезды (*Strohmeier. Veränderliche Sterne I. Treugezell. Düsseldorf, 1974*).

Цесевич. Переменные звезды и способы их исследования (Педагогика, Москва, 1970).

Цесевич (Редактор) (*Tsesevich. Eclipsing Variable Stars, Wiley, New York, 1973*).

Жилев и др. Звезды типа R Северной Короны (Наукова Думка, Киев, 1973).

### 9.3. СПИСОК ЛИТЕРАТУРЫ

Примечание. Сокращения названий большинства публикаций основаны на системе, применяемой в "Astronomy and Astrophysics Abstracts", Springer-Verlag, которая составлена по постановлениям и рекомендациям отдела рефератов Международного Совета научных союзов. Там, где не могут возникнуть недоразумения, для краткости приведен только номер первой страницы цитируемой работы.

- Акер и Марку, 1977. — Acker A., Marcout J. // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. — V. 30. — P. 221.
- Александр и др., 1972. — Alexander J.B. e.a. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 158. — P. 305.
- Алексеев Г.Н., 1973 // Астрон. цирк. — № 788. — С. 3.
- Алкене З.К., Икауниеке Я.Я., 1971 // Тр. радиоастрофиз. обсерватории АН ЛатвССР. — Т. 13.
- Алкенис А.К., Алкене З.К., 1988 // Тр. радиоастрофиз. обсерватории АН ЛатвССР. — Т. 16. — С. 7.
- Аллен, 1980 — Allen D.A. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 192. — P. 521.
- Аллен, 1981 — Allen D.A. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 197. — P. 739.
- Аллен, 1984а — Allen D.A. // Astrophys. Space Sci. — V. 99. — P. 101.
- Аллен, 1984б — Allen D.A. // Proc. Astron. Soc. Australia. — V. 5. — P. 369.
- Аллен и др., 1981 — Allen D.A., Ward M.J., Wright A.E. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 195. — P. 155.
- Амбарцумян В.А., 1949 // Астрон. журн. — Т. 26. — С. 3.
- Амиуэль и др., 1979 — Amnuel P.R., Guseinov O.H., Rakhaminov Sh.Yu. // Astrophys. J. Suppl. Ser. — V. 41. — P. 327.
- Андерхилл, 1966 — Underhill A.B. // Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 6. — P. 237.
- Андриессе, Виотти, 1979 — Andriess C.D., Viotti R. // IAU Symp. No. 83. — P. 47.
- Андронов, 1987 — Andronov I.L. // Astrophys. Space Sci. — V. 131. — P. 557.
- Андронов и Рихтер, 1987 — Andronov I.L., Richter G.A. // Astron. Nachr. — Bd 308. — S. 235.
- Анерт, 1939 — Ahnert P. // Astron. Nachr. — Bd 269. — S. 241.
- Антипова, 1986 — Antipova L.I. // Astrophys. Space Sci. — V. 131. — P. 453.
- Аппарао и Тарафдар, 1986 — Apparao K.M.V., Tarafdar S.P. // Astron. Astrophys. — V. 155. — P. 423.
- Аппенцеллер и Дирборн, 1984 — Appenzeller I., Dearborn D.S.P. // Astrophys. J. — V. 278. — P. 689.
- Аппенцеллер и др., 1978 — Appenzeller I., Mundt R., Wolf B. // Astron. Astrophys. — V. 63. — P. 289.
- Аппенцеллер и др., 1983 — Appenzeller I. e.a. // Astron. Astrophys. — V. 118. — P. 75.
- Аргю и Салливан, 1982 — Argue A.N., Sullivan C. // Observatory. — V. 102. — P. 4.
- Аро, 1968 — Haro G. Nebulae and Interstellar Matter. — Chicago: Univ. of Chicago Press. — P. 157.
- Аро и Морган, 1953 — Haro G., Morgan W.W. // Astrophys. J. — V. 118. — P. 16.
- Архипова и Мустель, 1975 — Arkhipova V.P., Mustel E.R. // IAU Symp. No. 67. — P. 305.
- Архипова В.П. и др., 1986 // Астрон. цирк. — № 1463. — С. 6.
- Ахмад, 1986 — Ahmad I.A. // Astrophys. J. — V. 301. — P. 275.
- Ашбрук, 1980 — Ashbrook J. // Sky Telesc. — V. 60. — P. 21.
- Ашер, 1972 — Usher P.D. // Astrophys. J. — V. 172. — P. L25.
- Бааде В. и Суон, 1963, 1965 — Baade W., Swope H. // Astrophys. J. — V. 68. — P. 435; V. 70. — P. 212.
- Бааде Д., 1986 — Baade D. // ESO Sci. Prepr. — No. 466.
- Баглен и др., 1980 — Baglin A. e.a. // Proc. Fifth Europ. Reg. Meet., Liege. — P. B. 3,1.
- Баддинг, 1985 — Budding E. // J.R. Astron. Soc. New Zealand. — V. 31. — P. 125.
- Байдельман, 1979 — Bidelman W.P. // IAU Symp. No. 83. — P. 306.
- Байер, 1948 — Beyer M. // Erg. Astron. Nachr. — Bd 11. — Nr 4.
- Байер, 1965 — Beyer M. // Landolt-Börnstein Neue Serie Gruppe 6. — Bd 1. — S. 517. — Heidelberg: Springer-Verlag.
- Байер, 1977 — Beyer M. // Veröff. Remeis-Sternw. Bamberg — Bd 12. — Nr. 123.
- Балаж, 1980 — Balazs B. // Частное сообщение.
- Балог Н.И., Гончарский А.В., Черепашук А.М. // Астрон. журн. — Т. 58. — С. 67.
- Балона, 1977 — Balona L.A. // Mem. R. Astron. Soc. — V. 84. — P. 101.
- Балона, 1983 — Balona L.A. // Observatory. — V. 103. — P. 163.
- Балона и Энгельбрехт, 1986 — Balona L.A., Engelbrecht C.A. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 219. — P. 131.
- Барбаро и др., 1969 — Barbaro G. e.a. // Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss. — Bd 6. — S. 41.
- Барбон и др., 1984 — Barbon R. e.a. // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. — V. 58. — P. 735.
- Барлоу и др., 1981 — Barlow M.J. e.a. // Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 195. — P. 61.

- Барнс и Дю Пуи, 1975 — Barnes Th.G., Du Puy D.L. // *Astrophys. J.* — V. 200. — P. 364.
- Баррел, 1982 — Barrell S.L. // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 200. — P. 139.
- Барроуз и Латтимер, 1985 — Burrows A., Lattimer J.M. // *Astrophys. J.* — V. 299. — P. L19.
- Бархатова К.А. и др., 1973 // *Астрон. цирк.* — № 743. — С. 4.
- Бат, 1972 — Bath G.T. // *Astrophys. J.* — V. 173. — P. 121.
- Бат, 1976 — Bath G.T. // *IAU Symp. No. 73.* — P. 173. — *Publ. Univ. Obs. Oxford.* — No. 163.
- Бат и др., 1974 — Bath G.T. e.a. // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 169. — P. 447.
- Бегelman и Саразин, 1986 — Begelman M.C., Sarazin C.L. // *Astrophys. J.* — V. 302. — P. L59.
- Бейли, 1979 — Bailey J. // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 189. — P. 41.
- Бейтсон, 1974 — Bateson F.M. // *Publ. Variable Star Section, R. Astron. Soc. New Zealand* — No. 1. — P. 2.
- Бекер В., 1964 — Becker W. // *Z. Astrophys.* — Bd 58. — S. 202.
- Бекер Д., 1984 — Backer D.C. // *J. Astrophys. Astron. Indian Acad. Sci.* — V. 5. — P. 187.
- Бекман и др., 1985 — Backman D.E., Simon T., Hinkle K.H. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 97. — P. 1163.
- Белсерене, 1952 — Belserene E. // *Astron. J.* — V. 57. — P. 237.
- Берто и др., 1972 — Bertaud Ch., Veron M.P., Pollas C. // *Inf. Bull. Variable Stars.* — No. 703.
- Берто и др., 1975 — Bertaud Ch., Dumortier B., Pollas C. // *Inf. Bull. Variable Stars.* — No. 970.
- Берту, 1984 — Bertout C. // *Inst. Astrophys. Paris Pre-Publ.* — No. 86.
- Бессель, 1969 — Bessell M.S. // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — V. 18. — P. 195.
- Бём-Витензе и др., 1974 — Böhm-Vitense E. e.a. // *Astrophys. J.* — V. 194. — P. 125.
- Бианки и Гревинг, 1986 — Bianchi L., Grewing M. // *Astron. Gesellschaft Mitt.* — Nr 65. — S. 196.
- Биннендайк, 1960 — Binnendijk L. // *Properties of Double Stars, University of Pennsylvania Press, Philadelphia, Ch. VI.*
- Бирман и Киппенхан, 1971 — Biermann P., Kippenhahn R. // *Astron. Astrophys.* — V. 14. — P. 32.
- Бич, 1985 — Beech M. // *Astrophys. Space Sci.* — V. 117. — P. 69.
- Бланко, 1985 — Blanco V.M. // *Bull. Amer. Astron. Soc.* — V. 17. — P. 562; *Mem. Soc. Astron. Ital.* — V. 56. — P. 15.
- Блейр и др., 1981 — Blair W.P. e.a. // *Astron. Astrophys.* — V. 99. — P. 73.
- Блейде и др., 1985 — Blades J.C. e.a. // *Astrophys. J.* — V. 288. — P. 580.
- Бодэ (ред.), 1986 — Bode M.F. // *RS Ophiuchi and the Recurrent Nova Phenomenon.* — Utrecht. VNU Science Press.
- Бонд, 1976 — Bond H.E. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 88. — P. 192.
- Бонд, 1978 — Bond H.E. // *Sky Telosc.* — V. 56. — P. 12.
- Бонд, 1980 — Bond H.E. // *Sky Telosc.* — V. 60. — P. 106.
- Бонд и др., 1984 — Bond H.E., Carney B.W., Grauer A.D. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 96. — P. 176.
- Боннэ, 1979 — Bonneau D. // *Astron. Astrophys.* — V. 80. — P. L11.
- Бопп и Стенсел, 1981 — Bopp B.W., Stencel R.E. // *Astrophys. J.* — V. 247. — P. L131.
- Бопп и Эспенак, 1977 — Bopp B.W., Espenak F. // *Astron. J.* — V. 82. — P. 916.
- Бопп и др., 1984 — Bopp B.W. e.a. // *Astrophys. J.* — V. 285. — P. 202.
- Боргман, 1956 — Borgman J. // *Publ. Groningen.* — No. 58.
- Борковский, 1980 — Borkowski K.J. // *Acta Astron.* — V. 30. — P. 393.
- Боросон и Оук, 1987 — Boroson T.A., Oke J.B. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 99. — P. 809.
- Боуэрс и Корнет, 1974 — Bowers P.F., Cornett R.H. // *Astrophys. Letters.* — V. 15. — P. 181.
- Бохус и Удальский, 1980 — Bohus E., Udalski A. // *Acta Astron.* — V. 30. — P. 359.
- Боярчук, 1969 — Boyarchuk A.A. // *Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss.* — V. 6. — P. 395.
- Боярчук, 1975 — Boyarchuk A.A. // *IAU Symp. No. 67.* — P. 377.
- Боярчук, 1986 — Boyarchuk A.A. // *Irish Astron. J.* — V. 17. — P. 392.
- Брандт, 1967 — Brandt R. // *Sternc.* — Bd. 43. — S. 4.
- Браун и Хуанг, 1977 — Brown D.A., Huang S.S. // *Astrophys. J.* — V. 218. — P. 461.
- Брегер, 1979 — Breger M. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 91. — P. 5.
- Брегер, 1980 — Breger M. // *Astrophys. J.* — V. 235. — P. 153.
- Брегер, 1981 — Breger M. // *Astrophys. J.* — V. 249. — P. 666.

- Брегер, 1985 — *Breger M.* // *Sterne Weltraum.* — Bd. 24. — S. 392.
- Бренч, 1986 — *Branch D.* // *Astrophys. J.* — V. 300. — P. 151.
- Бренч и Номото, 1986 — *Branch D., Nomoto K.* // *Astron. Astrophys.* — V. 164. — P. 113.
- Бречер и др., 1977 — *Brecher K., Morrison P., Sadun A.* // *Astrophys. J.* — V. 217. — P. 1139; см. также *Sky Telesc.* — V. 54. — P. 364.
- Бринкман, 1986 — *Brinkmann W.* // *Sterne Weltraum.* — Bd. 25. — S. 392.
- Брун и Ференберг, 1965 — *Brun A., Vehrenberg II.* // *Atlas der Kapteyn'schen Fielfelder (Selected Areas).* Dusseldorf: Treugesell-Verlag.
- Брух и др., 1981 — *Bruch A., Duerbeck H.W., Seitter W.C.* // *Mitt. Astron. Ges.* — Nr. 52. — S. 34.
- Буве и др., 1985 — *Bouvier J., Bertout C., Bouchet P.* // *ESO Sci. Prepr.* — No. 401.
- Бэттен, 1973 — *Batten A.H.* // *Binary and Multiple Systems of Stars.* — Oxford: Pergamon Press.
- Бэттен и Плавец, 1971 — *Batten A.H., Plavec M.* // *Sky Telesc.* — V. 42. — P. 213.
- Бюрке и Ходанн, 1986 — *Bührke Th., Hodapp K.W.* // *Sterne Weltraum.* — B. 25. — S. 206.
- Вайс и др., 1976 — *Weiss W.W., Jenkner H., Wood H.J.* // *IAU Colloq. No. 32.*
- Ван Агт, 1973 — *Van Agt S.* // *IAU Colloq. No. 21.* — P. 35.
- Ван Агт, 1978 — *Van Agt S.* // *Publ. David Dunlap Obs.* — V. 3. — No. 7.
- Ван Агт, 1980 — *Van Agt S.* // *Rep. First ESO / ESA Workshop. Geneva.* — P. 33.
- Ван Гендерен, 1986 — *Van Genderen A.M.* // *Astron. Astrophys.* — V. 157. — P. 163.
- Ван Гент, 1933 — *Van Gent H.* // *Bull. Astron. Inst. Netherlands.* — V. 7. — P. 21.
- Ван де Камп, 1978 — *Van de Kamp P.* // *Sky Telesc.* — V. 56. — P. 397.
- Ван ден Берг, 1983 — *van den Bergh S.* // *IAU Symp. No. 101.* — P. 597.
- Ван ден Берг, Кампер, 1983 — *van den Bergh S., Kamper K.W.* // *Astrophys. J.* — V. 268. — P. 129.
- Ван ден Берг и др., 1973 — *van den Bergh S., Herbst E., Pritchett Ch.* // *Astron. J.* — V. 78. — P. 375.
- Ван дер Хухт и др., 1981 — *Van der Hucht K.A. et al.* // *Space Sci. Rev.* — V. 28. — P. 307.
- Ван Лай и др., 1980 — *Wan I.ai, Mao Ya-ging, Ji De-sheng* // *Ann. Shanghai Obs.* — V. 2. — P. 1.
- Ван Парадайс, 1981 — *Van Paradijs J.* // *ESO Messenger.* — No. 23; *Astron. Astrophys.* — V. 103. — P. 140; *Fifth Europ. Meet. Liege Proc. S. Gl. 3.* 1.
- Ван Парадайс, 1985 — *Van Paradijs J.* // *Astron. Astrophys.* — V. 144. — P. 199.
- Ван Хоутен, 1981 — *Van Houten C.J.* // *Astron. Astrophys.* — V. 97. — P. 46.
- Ван Шевич, 1937 — *Van Schewick H.* // *Astron. Nachr.* — Bd 262. — S. 97.
- Вакман, 1961 — *Wachmann A.A.* // *Astron. Abh. Sternw. Hamburg.* — Bd 6. — S. 4.
- Веббинк, 1978 — *Webbink R.F.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 90. — P. 57.
- Вебстер и Аллен, 1975 — *Webster B.L., Allen D.A.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 171. — P. 171.
- Вейлер и Джонстон, 1980 — *Weiler K.W., Johnston K.J.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 190. — P. 269.
- Велу, 1964 — *Wehlau A.* // *Sky Telesc.* — V. 27. — P. 147.
- Венцель, 1961 — *Wenzel W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* — Bd. 5. — Nr. 1.
- Венцель, 1962 — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Suppl. 2.
- Венцель, 1963 — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 1. — Nr. 730.
- Венцель, 1967 — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 4. — S. 60.
- Венцель, 1969 — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd. 5. — S. 75.
- Венцель, 1975 — *Wenzel W.* // *Astron. Nachr.* — Bd. 296. — S. 183.
- Венцель, 1976 — *Wenzel W.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* — No. 1222.
- Венцель, 1980 — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 8. — S. 141.
- Венцель, 1980a — *Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 8. — S. 182.
- Венцель, 1980b — *Wenzel W.* // *Astronomie und Raumfahrt.* — Bd 18. — S. 37.
- Венцель, 1981 — *Wenzel W.* // *Bull. Inf. Cent. Données Stellaires.* — No. 20. — P. 105.
- Венцель и Брюкнер, 1978 — *Wenzel W., Brückner V.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 8. — S. 35.
- Венцель и Гесснер, 1975 — *Wenzel W., Gessner H.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* — Bd 7. — S. 23.
- Венцель и Майнунгер, 1978 — *Wenzel W., Meinunger I.* // *Astron. Nachr.* — Bd 299. — S. 239.

- Венцель и Фюртиг, 1967 – *Wenzel W., Fürtig W.* // *Sterne* – Bd 43. – S. 19.  
 Венцель и др. 1971 – *Wenzel W., Dorschner J., Friedman Chr.* // *Astron. Nachr.* – Bd 292. – S. 221
- Верон-Четти и Верон, 1985 – *Véron-Cetti M.P., Veron P.* // *ESO Sci. Rep.* – No. 4.
- Видмен, 1977 – *Weedman D.W.* // *Vistas Astron.* – V. 21. – P. 55; *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* – V. 15. – P. 69.
- Визмалл и др., 1985 – *Wesemael F., Green R.F., Liebert J.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* – V. 58. – P. 379.
- Викрамасинг, 1982 – *Wickramasinghe D.T.* // *Proc. Astron. Soc. Australia* – V. 4. – P. 238.
- Вилкенс, 1964 – *Wilkins H.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd. 2 – S. 101.
- Вильсон Л., 1980 – *Willson L.A.* // *Bull. American Astron. Soc.* – V. 12. – P. 805.
- Вильсон Л., 1981 – *Willson L.A.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* – V. 89. – P. 353.
- Вильсон Л. и др., 1981 – *Willson L.A., Garnavich P., Mattei J.A.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 1961.
- Вильсон Р.Х., 1937 – *Wilson Jr. R.H.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 49 – P. 202.
- Вильсон Р.Э., 1942 – *Wilson R.E.* // *Astrophys. J.* – V. 96. – P. 371.
- Вильсон Р.Э. и Фокс, 1971 – *Wilson R.E., Fox R.K.* // *Astron. J.* – V. 86. – P. 1259.
- Вингет и Ван Хорн, 1982 – *Winget D.E., van Horn H.M.* // *Sky Telesc.* – V. 64. – P. 216.
- Виотти и др., 1986 – *Viotti R. e.a.* // *Astron. Astrophys.* – V. 159. – P. 16.
- Виттманн, 1974 – *Wittmann A.* // *Sterne Weltraum* – Bd 13. – S. 269.
- Вишер и др., 1986 – *Wiescher M. e.a.* // *Astron. Astrophys.* – V. 160. – P. 56.
- Врѣ, 1985 – *Vreux J.M.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 97. – P. 274.
- Вуд П., 1974 – *Wood P.R.* // *IAU Symp. No. 59.* – P. 101.
- Вуд П., 1975 – *Wood P.R.* // *IAU Colloq. No. 29.* – P. 69.
- Вуд П., 1979 – *Wood P.R.* // *Astrophys. J.* – V. 227. – P. 220.
- Вуд и Зарро, 1981 – *Wood P.R., Zarro D.M.* // *Astrophys. J.* – V. 247. – P. 247.
- Вуд Ф., 1950 – *Wood F.B.* // *Astrophys. J.* – V. 112. – P. 196.
- Вулли, 1966 – *Woolley R.* // *Observatory.* – V. 86. – P. 76.
- Вулли и Севейдж, 1971 – *Woolley R., Savage A.* // *R. Obs. Bull. Greenwich.* – No. 170.
- Вусли и др. 1986 – *Woolsey S.E., Taam R.E., Weaver T.A.* // *Astrophys. J.* – V. 301. – P. 601.
- Вьятт и Кан, 1983 – *Wyatt S.P., Cahn J.H.* // *Astrophys. J.* – V. 275. – P. 225.
- Гам, 1979 – *Gahm G.F.* // *Trans. IAU* – V. 27A. – Part 2. – P. 121.
- Гам, 1980a – *Gahm G.F.* // *The Universe in UV Wavelengths: The First Two Years of IUE.* (NASA Publication).
- Гам, 1980b – *Gahm G.F.* // *Astrophys. J.* – V. 242. – P. L163.
- Гам и др., 1974 – *Gahm G.F. a.c.* // *Astron. Astrophys.* – V. 33. – P. 399.
- Гамзаоглы, 1981 – *Hamzaoglu E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 104. P. 65.
- Гамзаоглы и др. 1982 – *Hamzaoglu E., Keskin V., Eker T.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 2102.
- Гапошкин, 1946 – *Gaposchkin S.* // *Bull. Harvard Obs.* – No. 918.
- Гарсия, 1986 – *Garcia M.R.* // *Astron. J.* – V. 91. – P. 1400.
- Гарсия и др., 1980 – *Garcia M. e.a.* // *Astrophys. J.* – V. 240. – P. L107.
- Гершберг, 1970 – *Gershberg R.E.* // *Flares of Red Dwarf Stars. Armagh Obs.* – P. 111 (на русском яз.: Гершберг Р.Е. Вспышки красных карликовых звезд. – М.: Наука, 1970).
- Гершберг, 1986 – *Gershberg R.E.* // *Mitt. Budapest.* – No. 86. – P. 351.
- Гершберг Р.Е., Шаховская Н.И., 1974 // *Изв. КРАО.* – Т. 49. – С. 73.
- Герцшпрунг, 1926 – *Hertzsprung E.* // *Bull. Astron. Inst. Netherlands.* – V. 3. – P. 115.
- Гесснер, 1981 – *Gessner H.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 1789.
- Гесснер, 1981a – *Gessner H.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 9. – S. 55.
- Гесснер, 1981b – *Gessner H.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 9. – Heft. 5.
- Гесснер, 1982 – *Gessner H.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 9. – Heft 4.
- Гётц, 1961 – *Götz W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 5. – Heft 2.
- Гётц, 1965 – *Götz W.* // *Sterne.* – Bd 41. – S. 150.
- Гётц, 1968 – *Götz W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 5. – S. 1.
- Гётц, 1973 – *Götz W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 8. – Heft 3.
- Гётц, 1980a – *Götz W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 9. – Heft 3.
- Гётц, 1980b – *Götz W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 9. – Heft 4.
- Гётц, 1981 – *Götz W.* // *Veröff. Sternw. Sonneberg.* – Bd 9. – Heft 5.

- Гётц, 1987 – Götz W. // Sternhaufen. Leipzig: Verlag J.A., Barth (рукопись).
- Гётц и Венцель, 1967 – Götz W., Wenzel W. // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 4. – S. 71.
- Гётц и Венцель, 1968 – Götz W., Wenzel W. // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 5. – S. 13.
- Гиго и Козн, 1981 – Ghigo F.D., Cohen N.L. // Astrophys. J. – V. 245. – P. 988.
- Гизекинг, 1973 – Giesekeing F. // Veröff. Astron. Inst. Bonn. – Nr 87.
- Гильденкерне, 1970 – Gyldenkerne K. // Vistas Astron. – V. 12. – P. 199.
- Гильденкерне и Вест, 1970 – Gyldenkerne K., West K.M. // IAU Colloq. No. 6.
- Гинзбург и Железняков, 1975 – Ginzburg V.L., Zheleznyakov V.V. // Annu. Rev. Astron. Astrophys. – V. 13. – P. 511.
- Гласс и Фист, 1982 – Glass I.S., Feast M.W. // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 198. – P. 199.
- Гончарова Р.И., Ковальчук Г.У., Пузач А.Ф., 1983 // Астрофизика. – Т. 19. – С. 279.
- Горбацкий В.Г., 1949 // Астрон. журн. – Т. 26. – С. 307.
- Горбацкий, 1975. – Gorbatskij V.G. // IAU Symp. No. 67. – P. 357.
- Гоффмейстер, 1965 – Hofmeister E. // Delta-Cephei-Sterne vom Standpunkt der Sternentwicklung, Diss., München.
- Гоффмейстер и др., 1964 – Hofmeister E., Kippenhahn R., Weigert A. // Z. Astrophys. – Bd 59. – S. 215, 242.
- Гоффмейстер и др., 1965 – Hofmeister E., Kippenhahn R., Weigert A. // Z. Astrophys. – Bd 60. – S. 57.
- Гоффмейстер, 1933 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 250. – S. 397.
- Гоффмейстер, 1934 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 253. – S. 91.
- Гоффмейстер, 1944 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 274. – S. 232.
- Гоффмейстер, 1949 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 278. – S. 24.
- Гоффмейстер, 1955 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 282. – S. 257.
- Гоффмейстер, 1958 – Hoffmeister C. // Veröff. Sternw. Sonneberg. – Bd 3. – S. 338.
- Гоффмейстер, 1962a – Hoffmeister C. // Kleine Veröff. Remeis-Sternw. Bamberg. – Bd 3. – S. 105.
- Гоффмейстер, 1962b – Hoffmeister C. // Z. Astrophys. – Bd 55. – S. 46; Astron. Nachr. – Bd 287. – S. 55.
- Гоффмейстер, 1963 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 287. – S. 169.
- Гоффмейстер, 1964 – Hoffmeister C. // Astron. Nachr. – Bd 289. – S. 49. Inf. Bull. Variable Stars. – No. 67.
- Гоффмейстер, 1965 – Hoffmeister C. // Veröff. Sternw. Sonneberg. – Bd 6. – Heft 3.
- Гоффмейстер, 1970 – Hoffmeister C. // Veränderliche Sterne. – Leipzig: Verlag J.A. Barth.
- Грайнер и др., 1987 – Greiner J., Flohrer J., Wenzel W., Lehmann Th. // Astrophys. Space Sci. – V. 138. – P. 155.
- Грауер, 1984 – Grauer A.D. // Astrophys. J. – V. 277. – P. 77.
- Грауер и Бонд, 1984 – Grauer A.D., Bond H.E. // Astrophys. J. – V. 277. – P. 211.
- Грэхем, 1972 – Graham J.A. // IAU Colloq. No 21. – P. 120.
- Грэхем, 1974 – Graham J.A. // IAU Symp. No. 59. – P. 107.
- Грэхем, 1975 – Graham J.A. // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 87. – P. 641.
- Грэхем, 1979 – Graham J.A. // IAU Symp. No. 84. – P. 195.
- Грэхем и Арайя, 1971 – Graham J.A., Araya G. // Astron. J. – V. 76. – P. 768.
- Гурзadyн, 1980 – Gurzadyan G.A. // Flare Stars. – Oxford: Pergamon Press.
- Гутник, 1902 – Guthnick P. // Nova Acta Leopoldina 79; Astron. Nachr. – Bd 157. – S. 1.
- Гутник и Прагер, 1915 – Guthnick P., Prager R. // Astron. Nachr. – Bd 201. – S. 443.
- Гутник и Прагер, 1917 – Guthnick P., Prager R. // Sitzungsber. Preuss Akad. Wiss. math.-naturwiss. Klasse. – S. 277.
- Гюнтер и Швайцер, 1982 – Gunther J., Schweitzer E. // Bull. AFOEV. No. 19. – P. 8.
- Далдиг и др., 1982 – Duldig M.L., Thomas R.M., Haynes R.F. // Proc. Astron. Soc. Australia. – V. 4. – P. 108.
- Дауер и др., 1982 – Dower R.G., Bradt H.V., Morgan E.H. // Astrophys. J. – V. 261. – P. 228.
- Даусон, 1979 – Dawson D.W. // Astrophys. J. Suppl. Ser. – V. 41. – P. 97.
- Дахари и Остерброк, 1984 – Dahari O., Osterbrock D.E. // Astrophys. J. – V. 277. – P. 648.
- Девидсон и Хэмфрис, 1986 – Davidson K., Humphreys R.M. // Astron. Astrophys. – V. 164. – P. L7.
- Дельпино, 1981 – Delpino F. // Coelum. – V. 49. – P. 65.
- Депре и Ходсон, 1976 – Deupree R.G., Hodson S.W. // Astrophys. J. – V. 208. – P. 426.



- Дерисен и Бернс, 1981 - *Durisen R.H., Burns J.O.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. - V. 195, P. 535.
- Детре, 1969 - *Detre L.* // Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss. - Bd 6. - S. 3.
- Джаррет и Гибсон, 1975 - *Jarrett A.H., Gibson J.B.* // Inf. Bull. Variable Stars. - No. 979.
- Дзембовский, 1974 - *Dziewowski W.* // Commun. 20. Colloq. Int. Astrophys. Liège-Mém. Soc. R. Sci. Liège - Ser. 6. - V. 8. - P. 287.
- Джильмозци и др., 1981 - *Gilmozzi R., Messi R., Matali G.* // Astrophys. J. - V. 245. - P. L119.
- Джингольд и Монаган, 1979 - *Gingold R.A., Monaghan J.J.* // Proc. Astron. Soc. Australia. - V. 3. - P. 364.
- Джой, 1942 - *Joy A.H.* // Astrophys. J. - V. 96. - P. 344.
- Джой, 1945 - *Joy A.H.* // Astrophys. J. - V. 102. - P. 168.
- Джой, 1952 - *Joy A.H.* // Astrophys. J. - V. 115. - P. 24.
- Джонс и др., 1986 - *Jones C. et al.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. - V. 96. - P. 129.
- Джонстон и Пенстон, 1986 - *Johnstone R.M., Penston M.V.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. - V. 219. - P. 927.
- Дизи и Вейман, 1985 - *Deasy H.P., Wayman P.A.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. - V. 212. - P. 395.
- Дикинсон и др., 1978 - *Dickinson D.F. et al.* // Astrophys. J. - V. 220. - P. L113.
- Дикинсон и др., 1986 - *Dickinson D.F. et al.* // Astron. J. - V. 92. - P. 627.
- Диккенс и Керей, 1967 - *Dickens R.J., Carey J.V.* // R. Obs. Bull. Greenwich. - No. 129. - P. 1340.
- Диксон, 1970 - *Dixon R.S.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. - V. 20. - P. 1.
- Дитльм, 1981 - *Diethelm R.* // ESO Messenger. - V. 25. - P. 29.
- Дитльм, 1983 - *Diethelm R.* // Astron. Astrophys. - V. 124. - P. 108.
- Доггетт и Бренч, 1985 - *Doggett J.B., Branch D.* // Astron. J. - V. 90. - P. 2303.
- Докур, 1976 - *Dautcourt G.* // Was sind Pulsare, 2. Auflage, Leipzig: Teubner Verlagsgesellschaft.
- Докучаева, 1976 - *Dokuchaeva O.D.* // Inf. Bull. Variable Stars. No. 1189.
- Дриллинг, 1985 - *Drilling J.S.* // Astrophys. J. - V. 294. - P. L107.
- Душл, 1986 - *Duschl W.J.* // Astron. Astrophys. - V. 163. - P. 56.
- Дюпре, 1981 - *Dupree A.K.* // Astrophys. Space Sci. Libr. - V. 89. - P. 87.
- Дюрбек, 1977 - *Duerbeck H.W.* // Astrophys. Space Sci. Libr. - V. 65. - P. 150.
- Дюрбек, 1981 - *Duerbeck H.W.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. - V. 93. - P. 165.
- Дюрбек, 1984a - *Duerbeck H.W.* // Astrophys. Space Sci. - V. 99. - P. 363.
- Дюрбек, 1984b - *Duerbeck H.W.* // Mitt. Astron. Ges. - Nr. 62. - S. 87.
- Дюрбек, 1985 - *Duerbeck H.W.* // Mitt. Astron. Ges. - Nr. 63. - S. 190.
- Ержикиевич, 1978 - *Jerzykiewicz M.* // Acta Astron. - V. 28. - P. 465.
- Ержикиевич и Венцель, 1977 - *Jerzykiewicz M., Wenzel W.* // Acta Astron. - V. 27. - P. 35.
- Ержикиевич и Стеркен, 1979 - *Jerzykiewicz M., Sterken C.* // IAU Colloq. No. 46 - P. 474.
- Ефремов Ю.П., Копылов И.М., 1967 // Изв. КрАО. - Т. 36. - С. 240.
- Жилев Б.Е. и др., 1978 // Звезды типа R Северной Короны. - Киев: Наук. думка.
- Зайттер, 1985 - *Seitter C.W.* // Astron. Gesellschaft Mitt. - Nr. 63. - S. 181.
- Зайттер, 1987 - *Seitter C.W.* // Sterne. - Bd 63. - S. 44.
- Зомбек, 1980 - *Zombeck M.V.* // Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rep. - No. 386.
- Ибен, 1974 - *Iben I.* // IAU Symp. No. 59. - P. 3.
- Ибен и Тутуков, 1984 - *Iben I., Jr., Tutukov A.V.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. - V. 54. - P. 335.
- Ибен и Тутуков, 1985 - *Iben I., Jr., Tutukov A.V.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. - V. 58. - P. 661.
- Икауниекс Я.Я., 1963 // Тр. Астрофиз. лаб. АН ЛатвССР. - Т. 9. - С. 33.
- Икауниекс Я.Я., 1971 // Тр. Радиоастрофиз. обсерватории АИ ЛатвССР. - Т. 12.
- Иловайский, Шевалье, 1977 - *Ilovaisky S.A., Chevalier C.* // Astrophys. Space Sci. Libr. - V. 65. - P. 149.
- Иркаев Б.И., 1975 // Бюлл. Ин-та астрофизики АН ТаджССР. - № 76. - С. 18.
- Итон и Холл, 1979 - *Eaton J.A., Hall D.S.* // Astrophys. J. - V. 227. - P. 907.
- Ичус и Лиллер, 1985 - *Eachus L.J., Liller W.* // Astrophys. J. - V. 200. - P. L61.
- Йенш, 1934 - *Jensch A.* // Astron. Nachr. - Bd 253. - S. 91.
- Йенш, 1936 - *Jensch A.* // Unterrichtsblätter für Mathematik und Naturwissenschaften. - S. 253.

- Кавалер и др., 1985а - *Kawaler S.D., Winget D.E., Hansen C.J.* // *Astrophys. J.* - V. 295. - P. 547.
- Кавалер и др., 1985б - *Kawaler S.D., Winget D.E., Hansen C.J.* // *Astrophys. J.* - V. 298. - P. 752.
- Казенс, 1983 - *Consens A.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* - V. 203. - P. 1171.
- Кайчук и др., 1985 - *Kaitchuk R.H., Honeycutt R.K., Schlegel E.M.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. - V. 97. - P. 1178.
- Калер, 1981 - *Kaler J.B.* // *Astrophys. J.* - V. 245. - P. 568.
- Калер и Фейхелман, 1984 - *Kaler J.B., Feibelman W.A.* // *Sky Telesc.* - V. 68. - P. 415.
- Калужный и Шара, 1986 - *Kaluzhny J., Shara M.M.* // *Space Telesc. Sci. Inst. Prepr. Ser.* - No. 139.
- Камерон и Ибен, 1986 - *Cameron A.G.W., Iben L.Jr.* // *Astrophys. J.* - V. 305. - P. 228.
- Кан Дж. и Вьятт, 1978 - *Cahn J.H., Wyatt S.P.* // *Astrophys. J.* - V. 221. - P. 163.
- Кан С. и др., 1981 - *Kahn S.M. et al.* // *Astrophys. J.* - V. 250. - P. 733.
- Канниццо и др., 1982 - *Cannizzo J.K., Ghosh P., Wheeler J.C.* // *Astrophys. J.* - V. 260. - P. L83.
- Кардополов В.Н., 1971 // *Перем. звезды*. - Т. 18. - № 3.
- Каровска и др., 1986 - *Karovska M. et al.* // *Astrophys. J.* - V. 308. - P. 260.
- Карсон и Стотере, 1982 - *Carson R., Stothers R.* // *Astrophys. J.* - V. 259. - P. 740.
- Кассателла и др., 1985 - *Cassatella A. et al.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* - V. 217. - P. 589.
- Каталано и Родано, 1967 - *Catalano S., Rodono M.* // *Mem. Soc. Astron. Italiana*. - V. 38. - P. 395.
- Катлер и др., 1986 - *Cutler E.P., Dennis B.R., Dolar J.F.* // *Astrophys. J.* - V. 300. - P. 351.
- Каули А., 1970 - *Cowley A.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. - V. 82. - P. 329.
- Каули А. и Стенсел, 1973 - *Cowley A., Stencel R.* // *Astrophys. J.* - V. 184. - P. 687.
- Каули А. и др., 1977 - *Cowley A.P., Crampton D., Hesser J.E.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* - V. 65. - P. 54.
- Каули Ч. и др., 1985 - *Cowley C.R., Jaschek M., Acker A.* // *Astron. Astrophys.* - V. 149. - P. 224.
- Кафатос и др., 1977 - *Kafatos M., Michalitsanos A.G., Vardya M.S.* // *Astrophys. J.* - V. 216. - P. 526.
- Кац Б. и др., 1986 - *Katz B. et al.* // *Astrophys. J.* - V. 307. - P. L33.
- Кац Дж., 1986 - *Katz J.I.* // *Comments Astrophys.* - V. 11. - P. 201.
- Кви, 1968 - *Kwee K.K.* // *Bull. Astron. Inst. Netherlands*. - V. 19. - P. 260.
- Квиц, 1956а - *Kviz Z.* // *Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia*. - V. 9. - P. 70.
- Квиц, 1956б - *Kviz Z.* // *Contr. Astron. Inst. Brno*. - V. 1. - No. 14.
- Квиц, 1959 - *Kviz Z.* // *Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia*. - V. 11. - P. 71.
- Квок и Пэртон, 1979 - *Kwok S., Purton C.R.* // *Astrophys. J.* - V. 229. - P. 187.
- Кемп Дж. и др., 1987 // *Астрон. журн.* - Т. 64. - С. 326.
- Кемпбелл и Керель, 1984 - *Campbell B., Cayrel R.* // *Astrophys. J.* - V. 283. - P. L17.
- Кемпбелл и др., 1985 - *Campbell B. et al.* // *Astrophys. J.* - V. 291. - P. L37.
- Кеншон и Веббинк, 1984 - *Kenyon S.J., Webbink R.F.* // *Astrophys. J.* - V. 279. - P. 252.
- Кеннон, 1912 - *Cannon A.J.* // *Popular Astronomy* - V. 20. - No. 2, 3, 4.
- Кеннон, 1920 - *Cannon A.J.* // *Ann. Harvard Obs.* - V. 81. - P. 179.
- Кiang, 1962 - *Kiang T.* // *Observatory*. - V. 82. - P. 57.
- Килкенни, 1982 - *Kilkenny D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* - V. 200. - P. 1019.
- Килкенни и Фленеген, 1983 - *Kilkenny D., Flanagan C.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* - V. 203. - P. 19.
- Кинан, 1966 - *Keenan P.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* - V. 13. - P. 333.
- Кинг, 1977 - *King I.R.* // *Highlights of Astron.* - V. 4. II. - P. 41.
- Кинман, 1959 - *Kinman T.D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* - V. 119. - P. 559.
- Кинман, 1964 - *Kinman T.D.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* - V. 11. - P. 999.
- Кинман, 1975 - *Kinman T.D.* // *IAU Symp. No. 67*. - P. 573.
- Кинман и др., 1964 - *Kinman T.D., Wirtanen C.A., Janes K.A.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* - V. 11. - P. 223.
- Кинман и др., 1966 - *Kinman T.D., Wirtanen C.A., Janes K.A.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* - V. 13. - P. 379.
- Киппенхан, 1965 - *Kippenhahn R.* // *Kleine Veröff. Reineis-Sternw. Bamberg*. - Bd 4. Nr. 40. - S. 7.

- Киппенхан. 1973 – *Kippenhahn R.* // *Sterne Weltraum.* – Bd. 12. – S. 133.
- Киппенхан и Вайгер, 1964 – *Kippenhahn R., Weigert A.* // *Sterne Weltraum.* – Bd. 3. – S. 173.
- Киппенхан и Вайгер, 1965 – *Kippenhahn R., Weigert A.* // *Sterne Weltraum.* – Bd. 4. – S. 148.
- Киппенхан и Вайгер, 1967 – *Kippenhahn R., Weigert A.* // *Z. Astrophys.* – Bd. 65. – S. 251; см. также *Sterne Weltraum.* – Bd. 6. – S. 176.
- Киппенхан и Томас, 1978 – *Kippenhahn R., Thomas H.C.* // *Astron. Astrophys.* – V. 63. – P. 265.
- Киппенхан и др., 1967 – *Kippenhahn R., Kohl K., Weigert A.* // *Z. Astrophys.* – Bd. 66. – S. 58.
- Кишнер, 1974 – *Kirshner R.P.* // *Highlights of Astron.* – V. 3. – P. 533.
- Клайн и др., 1982 – *Cline T.L.* с.а. // *Astrophys. J.* – V. 255. – P. L45.
- Кларк Д., 1985 – *Clark D.H.* // *The Quest for SS 433.* – New York: Penguin Books.
- Кларк Д. и Стефенсон, 1977 – *Clark D.H., Stephenson F.R.* // *The Historical Supernovae.* – Oxford: Pergamon Press.
- Кларк Ф. и др., 1981 – *Clark F.O.* с.а. // *Astrophys. J.* – V. 244. – P. L99.
- Клебесадель и др., 1982 – *Klebesadel R.* с.а. // *Astrophys. J.* – V. 259. – P. L51.
- Клейтон и Фист, 1969 – *Clayton M.L., Feast M.W.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 146. – P. 411.
- Клемент и др., 1984 – *Clement Ch.M., Ip P., Robert N.* // *Astron. J.* – V. 89. – P. 1709.
- Клемент и др., 1986 – *Clement Ch.M.* с.а. // *Astron. J.* – V. 92. – P. 825.
- Клюб и Доу, 1980 – *Clube S.V.M., Dawe J.A.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 190. – P. 591.
- Кнапп, 1986 – *Knapp G.R.* с.а. // *Astrophys. J.* – V. 311. – P. 731.
- Ковец и Пряльник, 1985 – *Kovetz A., Prialnik D.* // *Astrophys. J.* – V. 291. – P. 812.
- Ковец и др., 1987 – *Kovetz A., Prialnik D., Shara M.M.* // *Astrophys. Space Sci.* – V. 13. – P. 419.
- Когоутек, 1982 – *Kohoutek L.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 2113.
- Койпер, 1941 – *Kuiper G.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 53. – P. 330.
- Кок и др., 1969 – *Cocke W.J., Disney M.J., Taylor D.J.* // *IAU Circ. No. 2128.*
- Кокс и др., 1973 – *Cox A.N., King D.S., Tabor J.E.* // *Astrophys. J.* – V. 184. – P. 201.
- Кокс и др., 1979 – *Cox A.N., King D.S., Hodson S.W.* // *Astrophys. J.* – V. 228. – P. 870.
- Кокс и др., 1983 – *Cox A.N., Hodson S.W., Clancy S.P.* // *Astrophys. J.* – V. 266. – P. 94.
- Колдуэлл и Каулсон, 1987 – *Coldwell J.A.R., Coulson I.M.* // *Astron. J.* – V. 93. – P. 1090.
- Конти и др., 1981 – *Conti P.S., Dearborn D., Massey P.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 195. – P. 165.
- Копал, 1965 – *Kopal Z.* // *Adv. Astron. Astrophys.* – V. 3. – P. 89.
- Копал, 1978 – *Kopal Z.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* – V. 68. – P. 246.
- Копал, 1979 – *Kopal Z.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* – V. 77.
- Копылов, 1957 – *Kopylov I.M.* // *IAU Symp. No. 3.* – P. 71.
- Кордова и др., 1981a – *Cordova F.A., Jensen K.A., Nugent J.J.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 196. – P. 1.
- Кордова и др., 1981b – *Cordova F.A., Mason K.O., Nelson J.E.* // *Astrophys. J.* – V. 245. – P. 609.
- Космовичи, 1974 – *Cosmovici C.B.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* – V. 45.
- Кози, 1981 – *Cohen M.* // *Sky Telec.* – V. 62. – P. 300.
- Кози, 1982 – *Cohen M.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 94. – P. 266.
- Крафт, 1958 – *Kraft R.P.* // *Astrophys. J.* – V. 127. – P. 625.
- Крафт, 1959 – *Kraft R.P.* // *Astrophys. J.* – V. 130. – P. 110.
- Крафт, 1974 – *Kraft R.P.* // *Sky Telesc.* – V. 48. – P. 18.
- Крафт и Шмидт, 1963 – *Kraft R.P., Schmidt M.* // *Astrophys. J.* – V. 137. – P. 249.
- Крейдл, 1985 – *Kreidl T.J.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 2739.
- Крейн, 1977 – *Craine E.R.* // *A Handbook of Quasistellar and BL Lacertae Objects.* – Tucson: Puchert Publishing House.
- Креловский, 1975 – *Krelowski J.* // *IAU Symp. No. 67.* – P. 149.
- Крон, 1952 – *Kron G.E.* // *Astrophys. J.* – V. 115. – P. 301.
- Кросвелл и др., 1987 – *Crosswell K., Hartmann L., Awrett E.H.* // *Astrophys. J.* – V. 312. – P. 227.

- Кук и др., 1986 — Cook K.M., Aaronson M., Illingworth G. // *Astrophys. J.* — V. 301. — P. L45.
- Кукаркин Б.В., 1949 // Исследование строения и развития звездных систем на основе изучения переменных звезд. — М.: Гостехиздат.
- Кукаркин, 1972 — Kukarkin B.V. // *IAU Colloq. No. 21.* — P. 9.
- Кукаркин, 1975 — Kukarkin B.V. // *IAU Symp. No. 67.* — P. 511.
- Кукаркин Б.В., Паренего П.П., 1934 // *Перем. звезды.* — Т. 4. — С. 251.
- Кукаркин Б.В. и др., 1951 // *Каталог звезд, заподозренных в переменности.* — М.: Изд-во АН СССР (КЗП 1951).
- Кукаркин Б.В. и др., 1965 // *Второй каталог звезд, заподозренных в переменности блеска.* — М.: Изд-во АН СССР (КЗП 1965).
- Кукаркин Б.В. и др., 1969 // *Общий каталог переменных звезд. 3-е изд.* — М.: Наука (ОКПЗ 1969).
- Кукаркин Б.В. и др., 1971 // ОКПЗ, доп. 1.
- Кукаркин Б.В. и др., 1974 // ОКПЗ, доп. 2.
- Кукаркин Б.В. и др., 1976 // ОКПЗ, доп. 3.
- Кундт, 1982 — Kundt W. // *Sterne Weltraum.* — Bd 21. — S. 66.
- Кункель, 1975 — Kunkel W.E. // *IAU Symp. No. 67.* — P. 42.
- Курочкин Н.Е., 1960 // *Астрон. цирк.* — № 210 и 212.
- Куриц, 1979 — Kurtz D.W. // *Mon. Notes Astron. Soc. South Africa.* — V. 38. — P. 36.
- Куриц, 1982 — Kurtz D.W. // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 200. — P. 807.
- Куттс и Соьер-Хогг, 1969 — Coutts C.M., Sawyer-Hogg H.B. // *Publ. David Dunlap Obs.* — V. 3. — No. 1.
- Кухи, 1964 — Kuhl L. // *Astrophys. J.* — V. 140. — P. 1409.
- Кшемминский и Серковский, 1977 — Krzeminsky W., Serkowski K. // *Astrophys. J.* — V. 216. — P. L45.
- Кюр и др., 1986 — Kürh H. e.a. // *Astrophys. J.* — V. 302. — P. 52.
- Кэчполл и др., 1979 — Catchpole R.M. e.a. // *South African Astron. Obs. Circ.* — No. 1. — P. 61.
- Лайтман, 1976 — Lightman A.P. // *Sky Telesc.* — V. 52. — P. 243.
- Ламберт и Соьер, 1986 — Lambert D.L., Sawyer S.R. // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* — V. 98. — P. 389.
- Ламерс и др., 1983 — Lamers H., de Groot M., Cassatella A. // *Irish Astron. J.* — V. 16. — P. 127.
- Ламла, 1965 — Lamla E. // *Landolt-Börnstein, Zahlenwertel und Funktionen NS. Gr. VI.* — Bd 4. — S. 322. — Heidelberg: Springer-Verlag.
- Ландольт, 1968 — Landolt A.U. // *Astrophys. J.* — V. 153. — P. 151.
- Ландольт и Дриллинг, 1986 — Landolt A.U., Drilling J.S. // *Astron. J.* — V. 91. — P. 1372.
- Лаустсен, 1980 — Laustsen S. // *Rep. First ESO/ESA Workshop.* — Geneva. — P. 39.
- Лафлер и Кинман, 1964 — Lafler J., Kinman T.G. // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* — V. 11. — P. 216.
- Леду, 1951 — Ledoux P. // *Astrophys. J.* — V. 114. — P. 373.
- Леду и Вальравен, 1958 — Ledoux P., Walraven Th. // *Handbuch der Physik.* — Bd 51. — S. 384. — Heidelberg.: Springer-Verlag.
- Ле Контель и др., 1981 — Le Contel J.M. e.a. // *Proc. Workshop Puls. B Stars, Nice Obs.* — P. 45.
- Лемб, 1985 — Lamb D.Q. // *Astrophys. Space Sci. Libr.* — V. 113. — P. 179.
- Лемб и Ван Хорн, 1975 — Lamb D.Q., Van Horn H.M. // *Astrophys. J.* — V. 200. — P. 306.
- Лемб и Мелиа, 1987 — Lamb D.Q., Melia F. // *Astrophys. Space Sci.* — V. 131. — P. 511.
- Ли, 1983 — Li Q. // *High Energy Astrophysics and Cosmology* (ред. Yang Zhu). — P. 77. — Beijing: Science Press.
- Либерт и Стокман, 1983 — Liebert J., Stockman H.A. // *Prepr. Steward Obs. Arizona.* — No. 441.
- Либерт и Стокман, 1985 — Liebert J., Stockman H.S. // *Astrophys. Space Sci. Libr.* — V. 113. — P. 151.
- Ливиньо, 1987 — Livio M. // *Illinois Astron. Prepr.* — 87-7.
- Ливиньо и Бат, 1982 — Livio M., Bath G.T. // *Astron. Astrophys.* — V. 116. — P. 286.
- Ливиньо и Уорнер, 1984 — Livio M., Warner B. // *Observatory.* — V. 104. — P. 152.
- Ливиньо и Шавив, 1983 — Livio M., Shaviv G. // *IAU Colloq. No. 72.*
- Ливитт, 1908 — Leavitt H.A. // *Ann. Harvard Obs.* — V. 60. — P. 87.

- Ливитт, 1912 – *Leavitt H.A.* // *Circ. Harvard Obs.* – No. 173.
- Лиллер, 1977 – *Liller W.* // *Sky Telesc.* – V. 53. – P. 351.
- Линас-Грей, 1981 – *Lynas-Gray A.E.* // *Irish Astron. J.* – V. 15. – P. 42.
- Линдс и др., 1969 – *Lynds R. et al.* // *IAU Circ.* No. 2129.
- Лонгейер, 1987 – *Longair M.S.* // *R. Obs. Edinburgh Research and Facilities.*
- Лопера, 1934 – *Loreta E.* // *Astron. Nachr.* – Bd 254. – S. 151.
- Лоуренс и др., 1983а – *Lawrence A. et al.* // *Astrophys. J.* – V. 267. – P. 301.
- Лоуренс и др., 1983б – *Lawrence A. et al.* // *Astrophys. J.* – V. 271. – P. 793.
- Лутгарт, 1983 – *Luthardt R.* // *Inf. Bull. Variable Stars* – No. 2360.
- Лутгарт, 1986 – *Luthardt R.* // *Astron. u. Raumfahrt.* – Bd 24. – S. 66.
- Льюис и Ван Парадайс, 1979 – *Lewin W.H., Van Paradijs J.* // *Sky Telesc.* – V. 57. – P. 446.
- Лю, 1977 – *Lü P.K.* // *Astron. J.* – V. 82. – P. 773.
- Люб, 1977 – *Lub J.* // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* – V. 29. – P. 345.
- Людендорф, 1928 – *Ludendorff H.* // *Handbuch der Astrophysik.* – Bd 6. – S. 99. – Heidelberg: Springer-Verlag.
- Лютый и Проник, 1975 – *Lyuty V.M., Pronik V.I.* // *IAU Symp.* No. 67. – P. 591.
- Мадор и Фридман, 1985 – *Madore B.F., Freedman W.L.* // *Astron. J.* – V. 90. – P. 1104.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1979 – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 78. – P. 167.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1981а – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *IAU Colloq.* No. 69. – P. 19.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1981б – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 104. 9 – P. 110.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1982 – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 106. – P. 34.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1983 – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 121. – P. 29.
- Майер и Майер-Гофмейстер, 1984 – *Meyer F., Meyer-Hofmeister E.* // *Astron. Astrophys.* – V. 140. – P. 135.
- Майнунгер И., 1976 – *Meinunger I.* // *Astron. Nachr.* – Bd 297. – S. 23.
- Майнунгер И., 1977 – *Meinunger I.* // *Astron. Nachr.* – Bd 298. – S. 171.
- Майнунгер И., 1971 – *Meinunger I.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 5. – S. 177.
- Майнунгер И., 1979 – *Meinunger I.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 8. – S. 105.
- Майнунгер И., 1981 – *Meinunger I.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 9. – S. 67.
- Майнунгер И., 1982 // Частное сообщение
- Майнунгер И. и Бенцель, 1971 – *Meinunger I., Wenzel W.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 5. – S. 170.
- Майор и Акер, 1980 – *Mayor M., Acker A.* // *Astron. Astrophys.* – V. 92. – P. 1.
- Макгроу, 1979 – *McGraw J.T.* // *Astrophys. J.* – V. 229. – P. 203.
- Макгроу и др., 1979 – *McGraw J.T., Starrfield S.G., Angel J.R.P.* // *Smithsonian Astrophys. Obs. Spec. Rep.* – V. 385. – P. 125.
- Макдональд и др., 1985 – *MacDonald J., Fujimoto M.Y., Truran J.W.* // *Astrophys. J.* – V. 294. – P. 263.
- Макклиток и Ремиллард, 1986 – *McClintock J.E., Remillard R.A.* // *Astrophys. J.* – V. 308. – P. 110.
- Маклафлин, 1945 – *McLaughlin D.B.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 57. – P. 69.
- Маклафлин, 1965 – *McLaughlin D.B.* // *Novae, Novoides et Supernovae.* – P. 1. – Paris: Centre National de la Recherche Scientifique.
- Макроберт, 1985 – *MacRobert A.* // *Sky Telesc.* – V. 70. – P. 527.
- Маммано и Чатти, 1975 – *Mammano A., Ciatti F.* // *Astron. Astrophys.* – V. 39. – P. 405.
- Мамфорд, 1962 – *Mumford G.S.* // *Sky Telesc.* – V. 23. – P. 135.
- Мамфорд, 1963 – *Mumford G.S.* // *Sky Telesc.* – V. 26. – P. 190.
- Мантегасца, 1983 – *Mantegazza I.* // *Astron. Astrophys.* – V. 118. – P. 321.
- Манчестер и Тейлор, 1981 – *Manchester R.N., Taylor J.H.* // *Astron. J.* – V. 68. – P. 1953.
- Марзон и др., 1980 – *Margon B., Grandi S.A., Downes R.A.* // *Astrophys. J.* – V. 241. – P. 306.
- Марино, 1980 – *Marino B.F.* // *J.R. Astron. Soc. N.Z.* – V. 28. – P. 158.
- Марино и Вильямс, 1983 – *Marino B.F., Williams H.O.* // *Inf. Bull. Variable Stars* – No. 2266.

- Маркова Л.Т., Фомин С.К., 1975 // Астрон. цирк. - № 856.
- Мартинов Д.Я., 1971 // Затменные переменные звезды / Под ред. В.П. Цесевича. - М.: Наука.
- Матис и Уитмайр, 1983 - *Matese J.J., Whitmire D.P.* // *Astron. Astrophys.* - V. 117. - P. 17.
- Маудер, 1981 - *Mauder H.* // *ESO Messenger*. - No. 24. - P. 13.
- Маффей, 1967 - *Maffei P.* // *Astrophys. J.* - V. 147. - P. 802.
- Мадер, 1980 - *Maeder A.* // *Astron. Astrophys.* - V. 90. - P. 311.
- Мадер, 1981 - *Maeder A.* // *Astron. Astrophys.* - V. 99. - P. 97.
- Мейлан и Бурки, 1986 - *Meylan G., Burki G.* // *Messenger (ESO)*. - No. 43. - P. 16.
- Мейола, 1949 - *Mayall M.W.* // *Astron. J.* - V. 54. - P. 191.
- Мейола, 1960 - *Mayall M.W.* // *J.R. Astron. Soc. Canada*. - V. 54. - P. 194.
- Мейола, 1967 - *Mayall M.W.* // *J.R. Astron. Soc. Canada*. - V. 61. - P. 349.
- Мелик-Алавердян Ю.К., 1986 // *Астрофизика*. - Т. 24. - С. 79.
- Мендес и Нимела, 1981 - *Mendez R., Niemela V.S.* // *Astrophys. J.* - V. 250. - P. 240.
- Мендес и др., 1982 - *Mendez R., Gathier R., Niemela V.* // *Astron. Astrophys.* - V. 116. - P. 11.
- Менесье, 1981 - *Mennesier M.O.* // *Astron. Astrophys.* - V. 93. - P. 325.
- Меррилл, 1952 - *Merrill P.W.* // *Astrophys. J.* - V. 115. - P. 161.
- Меррилл, 1959 - *Merrill P.W.* // *Sky Telesc.* - V. 18. - P. 490.
- Мёлленхоф и Шайферс, 1978 - *Möllenhoff C., Schaifers K.* // *Astron. Astrophys.* - V. 64. - P. 253; см. также *Sterne Weltraum*. - Bd 17. - S. 336.
- Милгром, 1987 - *Milgrom M.* // *Astron. Astrophys.* - V. 172. - P. 11.
- Миллис, 1973 - *Millis R.L.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. - V. 85. - P. 410.
- Митрофанов И.Г., 1978 // *Письма в "Астрон. журн"* - Т. 4. - С. 219.
- Мини, 1983 - *Miyaji S.* // *Astrophys. Space Sci. Libr.* - V. 101. - P. 263.
- Мoffат, 1982 - *Moffat A.F.J.* // *IAU Symp.* No. 99. - P. 263.
- Мoffат и Шара, 1986 - *Moffat A.F.J., Shara M.M.* // *Astron. J.* - V. 92. - P. 952.
- Мoffетт, 1974 - *Moffett Th.J.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* - V. 29. - P. 1.
- Мустель, 1974 - *Mustel E.R.* // *Highlights of Astron.* - V. 3. - P. 545.
- Мэсси и др., 1984 - *Massey P., Lundström L., Stenholm B.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. - V. 96. - P. 618.
- Назер, 1973 - *Nather R.E.* // *Vistas Astron.* - V. 15. - P. 91.
- Назер, 1985 - *Nather R.E.* // *Interacting Binaries* (Eds. Eggleton, Pringle). - P. 349. - Dordrecht: Reidel Publ. Company.
- Назер и Робинсон, 1974 - *Nather R.E., Robinson E.L.* // *Astrophys. J.* - V. 190. - P. 637.
- Назер и др., 1969 - *Nather, Warner, MacFarlane* // *IAU Circ.* - No. 2129.
- Назер и др., 1977 - *Nather R.E.* е.а. // *Astrophys. J.* - V. 211. - P. 1125.
- Назер и др., 1981 - *Nather R.E., Robinson E.L., Stother R.J.* // *Astrophys. J.* - V. 244. - P. 269.
- Нельсон и Янг, 1970 - *Nelson B., Young A.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific*. - V. 82. - P. 699.
- Нельсон и Янг, 1976 - *Nelson B., Young A.* // *IAU Symp.* No. 73. - P. 141.
- Немек, 1985 - *Nemec J.M.* // *Astron. J.* - V. 90. - P. 204.
- Немек и др., 1986 - *Nemec J.M., Linell Nemec A.F., Norris J.* // *Astron. J.* - V. 92. - P. 358.
- Номото и Ибен, 1985 - *Nomoto K., Iben I.Jr.* // *Astrophys. J.* - V. 297. - P. 531.
- Норт и Руфенер, 1981 - *North P., Rufener F.* // *Inf. Bull. Variable Stars*. - No. 2036.
- Нугис и др., 1978 - *Nugis T., Kolka I., Luud L.* // *IAU Symp.* No. 83. - P. 39.
- Овербай, 1979 - *Overbye D.* // *Sky Telesc.* - V. 58. - P. 510.
- Озерной и Усов, 1977 - *Ozernoy L.M., Usov V.V.* // *Astron. Astrophys.* - V. 56. - P. 163.
- О'Киф, 1939 - *O'Keefe J.A.* // *Astrophys. J.* - V. 90. - P. 294.
- Оорт, 1965 - *Oort J.H.* // *Sterne*. - Bd 41. - S. 178.
- Оорт и Плаут, 1975 - *Oort J.H., Plaut L.* // *Astron. Astrophys.* - V. 41. - P. 71.
- Опольский, 1985 - *Opolski A.* // *Inf. Bull. Variable Stars*. - No. 2688.
- Освальд и Рисли, 1961 - *Osvakls V., Risley A.M.* // *Publ. Leander Mc Cormick Obs.* - V. 11. - Part XXI.
- Освар, 1957 - *Osvath I.* // *Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss.* - Budapest, - Nr 42.
- Осканиян, 1964 - *Oskanyan V.* // *The UV Ceti Variable Stars*. - Beograd Obs. Astron.
- Осканиян и др., 1977 - *Oskanyan V.S.* е.а. // *Astrophys. J.* - V. 214. - P. 430.
- Остерброк, 1984 - *Osterbrock D.E.* // *Q.J.R. Astron. Soc.* - V. 25. - P. 1.

- Остерхоф, 1941 — *Oosterhoff P.Th.* // Ann. Sternw. Leiden. — V. 17. — P. 4.
- Остерхоф, 1957 — *Oosterhoff P.Th.* // Bull. Astron. Inst. Netherlands. — V. 13. — P. 317.
- Отт, 1979 — *Ott H.A.* // Sterne Weltraum. — Bd 18. — S. 206.
- Павел, 1949 — *Pavel F.* // Astron. Nachr. — Bd 278. — S. 57.
- Павловская Е.Д., 1957 // Астрон. журн. — Т. 34. — С. 956.
- Панчатсарам и Абхьянкар, 1982 — *Panchatsaram T., Abhyankar K.D.* // Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 98. — P. 47.
- Паренаго П.П., 1953 // Тр. 2-го совещания по вопросам космогонии. — М.: Изд-во АН СССР. — С. 334.
- Паренаго П.П., 1954 // Тр. ГАИШ. — Т. 25. — С. 225.
- Паренаго, 1957 — *Parénago P.P.* // Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss. — Budapest. — Nr. 42. — S. 53.
- Партасарати и Ламберт, 1985 — *Parthasarathi M., Lambert D.L.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. — V. 95. — P. 1012.
- Паткош, 1981 — *Patkos L.* // Astrophys. Lett. — V. 22. — P. 1.
- Паттерсон, 1979 — *Patterson J.* // Astrophys. J. — V. 233. — P. L13.
- Паттерсон, 1981 — *Patterson J.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. — V. 45. — P. 517.
- Паттерсон, 1984 — *Patterson J.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. — V. 54. — P. 443.
- Пачини и Сальвати, 1981 — *Pacini F., Salvati M.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. — V. 245. — P. L107.
- Пачинский, 1971 — *Paczynski B.* // Ann. Rev. Astron. Astrophys. — V. 9. — P. 183.
- Пачинский, 1976 — *Paczynski B.* // IAU Symp. No. 73. — P. 75.
- Пачинский, 1980 — *Paczynski B.* // Acta Astron. — V. 30. — P. 113.
- Пачинский, 1981 — *Paczynski B.* // Acta Astron. — V. 31. — P. 1.
- Пачинский и Рудак, 1980 — *Paczynski B., Rudak B.* // Astron. Astrophys. — V. 82. — P. 349.
- Педерсен, 1979 — *Pedersen H.* // ESO Messenger. — No. 18. — P. 34.
- Педерсен и др., 1983 — *Pedersen H. e.a.* // Astrophys. J. — V. 270. — P. L43.
- Педерсен и др., 1983а — *Pedersen H. e.a.* // Astrophys. J. — V. 263. — P. 325.
- Педерсен и др., 1983б — *Pedersen H. e.a.* // Astrophys. J. — V. 263. — P. 340.
- Пейн-Гапошкина, 1954 — *Payne-Gaposchkin C.* // Variable Stars and Galactic Structure. — London: Athlone Press.
- Пейн-Гапошкина, 1957 — *Payne-Gaposchkin C.* // The Galactic Novae. — P. 98. — Amsterdam: North-Holland Publ. Company.
- Пейн-Гапошкина, 1958 — *Payne-Gaposchkin C.* // Handbuch der Physik. — Bd 51. — S. 753. — Heidelberg: Springer-Verlag.
- Пейн-Гапошкина, 1963 — *Payne-Gaposchkin C.* // Astrophys. J. — V. 138. — P. 320.
- Пейн-Гапошкина, 1971 — *Payne-Gaposchkin C.* // Smithsonian Contr. Astrophys. — No. 13.
- Пейн-Гапошкина, 1977а — *Payne-Gaposchkin C.* // Astron. J. — V. 82. — P. 665.
- Пейн-Гапошкина, 1977б — *Payne-Gaposchkin C.* // Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 65. — P. 3.
- Пел, 1976 — *Pel J.W.* // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. — V. 24. — P. 413.
- Пел и Люб, 1978 — *Pel J.W., Lub J.* // IAU Symp. No. 80 — P. 229.
- Перек, 1951 — *Perek L.* // Contrib. Astron. Inst. Brno — V.1. — No. 8.
- Перек и Козоутек, 1967 — *Perek L., Kohoutek L.* // Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. — Praha: Acad. Publ. House.
- Перси Дж., 1981 — *Percy J.R.* // Proc. Workshop Puls. B Stars. Nice Obs. — P. 277.
- Перси Дж. и др., 1987 — *Percy J.R., Carriere L.E.M., Fabro V.A.* // Astron. J. — V. 92. — P. 200.
- Перси П., Феррари-Тониоло, 1980 — *Persi P., Ferrari Toniolo M.* // Mem. Soc. Astron. Italiana — V. 51. — P. 695.
- Петерс и Полиден, 1984 — *Peters G.J., Polidan R.S.* // Astrophys. J. — V. 283. — P. 745.
- Петерсен, 1973 — *Petersen J.O.* // Astron. Astrophys. — V. 27. — P. 89.
- Петерсен, 1976 — *Petersen J.O.* // IAU Colloq. No. 29 — P. 195.
- Петтерсен, 1980 — *Pettersen B.R.* // Astron. Tidsskr. — V. 13. — P. 173.
- Плавец, 1982 — *Plavec M.J.* // Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 98. — P. 159.
- Плавец, 1983 — *Plavec M.J.* // J.R. Astron. Soc. Canada. — V. 77. — P. 283.
- Плаут, 1963 — *Plaut I.* // Bull. Astron. Inst. Netherlands. — V. 17. — P. 81.
- Плаут, 1965а — *Plaut I.* // Stars and Stellar Syst. — V. 5. — Ch. 13.
- Плаут, 1965б — *Plaut I.* // Stars and Stellar Syst. — V. 5. — Ch. 14.

- Плаут, 1966 – *Plaut L.* // Bull. Astron. Inst. Netherlands, Suppl. Ser. – V. 1. – P. 105.  
 Плаут, 1968a – *Plaut L.* // Bull. Astron. Inst. Netherlands, Suppl. Ser. – V. 2. – P. 293.  
 Плаут, 1968b – *Plaut L.* // Bull. Astron. Inst. Netherlands, Suppl. Ser. – V. 3. – P. 1.  
 Плаут, 1970 – *Plaut L.* // Astron. Astrophys. – V. 8. – P. 341.  
 Плаут и Боргман, 1954 – *Plaut L., Borgman J.* // Observatory. – V. 74. – P. 181.  
 Плаут, 1970 – *Plaut L.* // Astron. Astrophys. – V. 8. – P. 341.  
 Плаут и Боргман, 1954 – *Plaut L., Borgman J.* // Observatory. – V. 74. – P. 181.  
 По и Итон, 1983 – *Poe C.H., Eaton J.A.* // Wisconsin Astroph. – No. 184.  
 Поведа, 1964 – *Poveda A.* // Nature. – V. 202. – P. 1319.  
 Поллок и Холл, 1974 – *Pollock J.T., Hall D.L.* // Astron. Astrophys. – V. 30. – P. 41.  
 Попова, 1975 – *Порова М.* // IAU Symp. No. 67. – P. 223.  
 Попова М., Крайчева З., 1984 // Изв. CAO АН СССР. – Т. 18. – С. 65.  
 Портер и Филиппенко, 1987 – *Pörter A.C., Filippenko A.V.* // Astron. J. – V. 93. – P. 1372.  
 Прагер, 1932 – *Prager R.* // Kleinere Veröff. Sternw. Berlin-Babelsberg. – Nr. 12.  
 Прагер, 1940 – *Prager R.* // Bull. Harvard Obs. – No. 912.  
 Престон, 1959 – *Praston G.W.* // Astrophys. J. – V. 130. – P. 507.  
 Придхорский, 1986 – *Priedhorsky W.* // Astrophys. Space Sci. – V. 126. – P. 89.  
 Пritchett и ван ден Берг, 1987 – *Pritchett C.J., van den Bergh S.* // Astrophys. J. – V. 316. – P. 517.  
 Пруст и др., 1981 – *Proust D., Ochsenbein F., Pettersen B.R.* // Astron. Astrophys. Suppl. Ser. – V. 44. – P. 179.  
 Пряльник и Шара, 1986 – *Prjalnik D., Shara M.M.* // Astrophys. J. – V. 311. – P. 172.  
 Псковский, 1978 – *Pskowski Ju.P.* // Novae and Supernovae. – Leipzig: Teubner-Verlagsgesellschaft. (На русс. яз. Псковский Ю.Д. // Новые и сверхновые звезды. 2-е изд. – М.: Наука, 1985.)  
 Пугач, 1977 – *Pugach A.F.* // Inf. Bull. Variable Stars. – No. 1277.  
 Райнурт и др., 1986 – *Reipurth B. et al.* // Astron. Astrophys. – V. 164. – P. 51.  
 Рappapорт и Ван ден Хойвель, 1982 – *Rappaport S., Van den Heuvel E.P.J.* // IAU Symp. No. 98. – P. 327.  
 Рappapорт и Джос, 1984 – *Rappaport S., Joss P.C.* // Astrophys. J. – V. 283. – P. 232.  
 Расин, 1968 – *Racine R.* // Astron. J. – V. 73. – P. 588.  
 Рахунен и Вилху, 1982 – *Rahunen T., Vilhu D.* // Astrophys. Space Sci. Libr. – V. 98. – P. 289.  
 Рид и Страгелл, 1986 – *Reid I.N., Strugnell P.R.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 221. – P. 887.  
 Реймерс, 1977 – *Reimers D.* // Astron. Astrophys. – V. 61. – P. 217; Mitt. Astron. Ges. – Bd 43. – S. 70.  
 Рессел, 1912 – *Russell H.N.* // Astrophys. J. – V. 35. – P. 315; V. 36. – P. 54.  
 Рессигер, 1979 – *Rossiger S.* // Sterne. – Bd 55. – S. 76.  
 Рессигер, 1982 – *Rossiger S.* // Sterne. – Bd 58. – S. 147.  
 Рессигер, 1985 – *Rossiger S.* // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 10. – S. 145.  
 Рессигер, 1987 – *Rossiger S.* // Sterne. – Bd 63. – S. 283; Mitt. Sterne. Sonn. – Nr. 74.  
 Рессигер и Венцель, 1972 – *Rössiger S., Wenzel W.* // Astron. Nachr. – Bd 294. – S. 29.  
 Рессигер и Венцель, 1973 – *Rössiger S., Wenzel W.* // Astron. Nachr. – Bd 295. – S. 47.  
 Ридерен и Врба, 1983 – *Rydgren A.E., Vrba J.* // Astron. J. – V. 88. – P. 1027.  
 Рис, 1986 – *Rees M.J.* // Highlights of Modern Astrophysics (Ed. Shapiro, Teukolsky). – P. 163. – Chichester: Wiley & Sons.  
 Рис и Стоунхем, 1982 – *Rees M.J., Stoneham R.J.* // Supernovae. – Dordrecht: Reidel Publ. Company.  
 Риттер, 1980 – *Ritter H.* // ESO Messenger. – No. 21. – P. 16.  
 Риттер, 1983 – *Ritter H.* // High Energy Astrophysics and Cosmology / Eds. Yang, Zhu. – Beijing: Science Press.  
 Риттер, 1986 – *Ritter H.* // Astron. Astrophys. – V. 169. – P. 139.  
 Риттер, 1987 – *Ritter H.* // Publ. Max-Planck-Inst. Astrophys. Garching. – München. – No. 285.  
 Рихтер, 1960 – *Richter G.* // Astron. Nachr. – Bd 285. – S. 274.  
 Рихтер, 1967a – *Richter G.* // Veröff. Sternw. Sonneberg. – Bd 7. – Nr. 3.  
 Рихтер, 1967b – *Richter G.A.* // Sterne. – Bd 43. – S. 38.  
 Рихтер, 1985 – *Richter G.A.* // Inf. Bull. Variable Stars. – No. 3714.



- Рихтер, 1986 – Richter G.A. // Astron. Nachr. – Bd 307. – S. 221.
- Рихтер, 1987 – Richter G.A. // Sterne. – Bd 63. – S. 275, 343.
- Рихтер, 1988 – Richter G.A. // Sterne. – Bd. 64. – S. 22.
- Рихтер и Майнунгер И., 1972 – Richter G.A., Meinunger I. // Astron. Nachr. – Bd 294. – S. 39.
- Рихтер и др., 1961 – Richter G., Schaifers K., Wenzel W. // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 1. – S. 526.
- Робертсон и Фист, 1981 – Robertson B.S.C., Feast M.W. // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 196. – P. 111.
- Робертсон и др., 1976 – Robertson B.S.C., Warren P.R., Bywater R.A. // Inf. Bull. Variable Stars. – No. 1173.
- Робинсон, 1975 – Robinson E.L. // Astron. J. – V. 80. – P. 515.
- Робинсон, 1976a – Robinson E.L. // Astrophys. J. – V. 203. – P. 485.
- Робинсон, 1976b – Robinson E.L. // Annu. Rev. Astron. Astrophys. – V. 14. – P. 119.
- Робинсон и Макгроу, 1976 – Robinson E.L., MacGraw J.T. (Продитировано без ссылки у Хангсна – Hansen, 1980).
- Робинсон и Назер, 1983 – Robinson E.L., Nather R.E. // Astrophys. J. – V. 273. – P. 255.
- Родано, 1980 – Rodono M. // Mem. Soc. Astron. Italiana. – V. 51. – P. 623.
- Родано, 1981 – Rodono M. // Photometric and Spectroscopic Binary Systems / Eds Carling E.B., Kopal Z. – P. 285. – Dordrecht: Reidel Publ. Comp.
- Розенберг, 1906 – Rosenberg H. // Nova Acta Leopoldina. – Bd 85. – Nr 2: cp. Geschichte und Literatur Veränderl. Sterne I. – Bd 2. – S. 224.
- Розино, 1972 – Rosino L. // IAU Colloq. No. 21. – P. 51.
- Розино, 1978 – Rosino L. // Vistas Astron. – V. 22. – P. 39.
- Рознер и др., 1978 – Rosner R., Tucker W.H., Vaiana G. // Astrophys. J. – V. 220. – P. 643.
- Рольфс и др., 1986 – Rolfs K. e.a. // Astron. Astrophys. – V. 158. – P. 181.
- Романов Ю.С. и др., 1987 // Письма в "Астрон. журн." – Т. 13. – С. 69.
- Ручинский, 1973 – Rucinski S.M. // Acta Astron. – V. 23. – P. 79.
- Ручинский, 1974 – Rucinski S.M. // Acta Astron. – V. 24. – P. 119.
- Ручинский, 1981 – Rucinski S.M. // Acta Astron. – V. 31. – P. 37.
- Ручинский, Краутер, 1983 – Rucinski S.M., Krauter J. // Astron. Astrophys. – V. 121. – P. 217.
- Саар и Линский, 1985 – Saar S.H., Linsky J.L. // Astrophys. J. – V. 299. – P. L47.
- Саар и др., 1986 – Saar S.H., Linsky J.L., Beckers J.M. // Astrophys. J. – V. 302. – P. 777.
- Сайо, 1986 – Saio H. // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 221. – P. 1.
- Сайто и др., 1987 – Saito M. e.a. // Publ. Astron. Soc. Japan. – V. 39. – P. 135. – Tokyo Astron. Obs. Repr. – No. 826.
- Сандерс и др., 1981 – Sanders W.T., Cassinelli J.P., Van der Hucht K.A. // Wisconsin Astrophys. – No. 143.
- Саха, 1982 – Saha A. // Bull. American Astron. Soc. – V. 14. – P. 886.
- Саха, 1984 – Saha A. // Astrophys. J. – V. 283. – P. 580.
- Саха, 1985 – Saha A. // Astrophys. J. – V. 289. – P. 310.
- Саха и др., 1986 – Saha A., Monet D.G., Seitzer P. // Astron J. – V. 92. – P. L30.
- Сахаде, 1976 – Sahade J. // Commun. 20. Colloq. Int. Astrophys. Liège-Mém. Soc. R. Sci. Liège, Sér. 6. – V. 8. – P. 303.
- Сахаде, 1980 – Sahade J. // The Wolf-Rayet Stars. – Paris: Collège de France.
- Сахаде и Вуд, 1978 – Sahade J., Wood F.B. // Interacting Binary Stars. – Oxford: Pergamon Press.
- Свечников М.А., 1969 // Уч. зап. Уральского Гос. ун-та. – № 88 (Сер. Астрон. – Вып. 5).
- Сейдл, 1965 – Szeidl B. // Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss. Budapest. – Bd 5. – S. 265.
- Сейдл, 1975 – Szeidl B. // IAU Symp. No. 67. – P. 545.
- Сейдл, 1976 – Szeidl B. // IAU Colloq. No. 29. – P. 134.
- Селис, 1986 – Celis S.L. // Astron. J. – V. 91. – P. 405.
- Сендидж, 1981 – Sandage A. // Astrophys. J. – V. 248. – P. 161.
- Сендидж и Тамман, 1969 – Sandage A., Tammann G.A. // Astrophys. J. – V. 157. – P. 683.
- Сенфорд, 1949 – Sanford R. // Astrophys. J. – V. 109. – P. 208.
- Сирс, 1925 – Seares F.H. // Contr. Mt. Wilson Obs. – V. 13. – P. 145.
- Скало, 1980 – Scalo J.M. // Astrophys. Space Sci. Libr. – V. 88. – P. 78.

- Скарф и др., 1986 – Scarfe C.D., Delaney P.A., Gagne J.M.V. // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 98. – P. 1165.
- Сковил, 1980 – Scovill Ch.E. // The AAVSO Variable Star Atlas. – Cambridge (Mass.): Sky Publ. Co. –
- Смак, 1971 – Smak J. // IAU Colloq. No. 15. – P. 248.
- Смак, 1982а – Smak J. // Commun. Konkoly Obs. Budapest. – No. 82.
- Смак, 1982б – Smak J. // Acta Astron. – V. 32. – P. 199.
- Смак, 1982в – Smak J. // Acta Astron. – V. 32. – P. 213.
- Смит Х.А., 1981 – Smith H.A. // Astron. J. – V. 86. – P. 998.
- Смит Х.Дж., 1955 – Smith H.J. // Astron. J. – V. 60. – P. 179.
- Смит Х.Дж., 1965 – Smith H.J. // Quasi-stellar sources and gravitational collapse. (Ed. Robinson I. e.a.) – P. 221. – Chicago: Univ. Of Chicago Press.
- Сойер-Хогг, 1973 – Sawyer-Hogg H. // Publ. David Dunlap Obs. – V. 3. – No. 6.
- Солхейм и др., 1984 – Solheim J.E. e.a. // Astron. Astrophys. – V. 135. – P. 1.
- Сталь, 1986 – Stahl O. // ESO Sci. Prepr. – No. 428.
- Сталь и др., 1984 – Stahl O. e.a. // Astron. Astrophys. – V. 140. – P. 459.
- Сталь и др., 1987 – Stahl O., Wolf B., Zickgraf F.J. // ESO Sci. Prepr. – No. 488.
- Старрфилд и др., 1974 – Starrfield S., Sparks W.M., Truran J.W. // Astrophys. J. Suppl. Ser. – V. 28. – P. 247; Astrophys. J. – V. 192. – P. 647.
- Старрфилд и Спаркс, 1987 – Starrfield S., Sparks W.M. // Astrophys. Space Sci. – V. 131. – P. 379.
- Старрфилд и др., 1976 – Starrfield S., Sparks W.M., Truran J.W. // IAU Symp. No. 73. – P. 155.
- Старрфилд и др., 1981 – Starrfield S. e. a. // Astrophys. J. – V. 243. – P. L27.
- Старрфилд и др., 1985 – Starrfield S., Sparks W.M., Truran J.W. // Astrophys. J. – V. 291. – P. 136.
- Старрфилд и др., 1986 – Starrfield S., Sparks W.M., Truran J.W. // Astrophys. J. – V. 303. – P. L5.
- Стеббинс и Хаффер, 1930 – Stebbins J., Huffer C.M. // Washburn Obs. Publ. – V. 25, part 3. – P. 143.
- Стелла и др., 1987 – Stella L., Friedhorsky W., White N.E. // Astrophys. J. – V. 312. – P. L17.
- Стеллингверф, 1975 – Stellingwerf R.F. // Astrophys. J. – V. 199. – P. 705.
- Стенсел, 1985 – Stencel R. // Proceedings of the North American Workshop on the Recent Eclipse of Epsilon Aurigae. NASA Conf. Publ. – No. 2384.
- Степинский, 1980 – Stipinski T. // Acta Astron. – V. 30. – P. 414.
- Стеркен и Ержикиевич, 1980 – Sterken C., Jerzykiewicz M. // Proc. Workshop on Nonradial and Nonlinear Stellar Pulsations. – P. 114. – Heidelberg: Springer-Verlag.
- Стерн, 1934 – Sterne T.E. // Harvard Obs. Circ. – No. 386, 387; Popular Astron. – V. 42. – No. 10; Harvard Repr. – No. 107.
- Стефенсон, 1967 – Stephenson C.B. // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 79. – P. 584.
- Стефенсон и Герр, 1963 – Stephenson C.B., Herr R.B. // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 75. – P. 444.
- Стоби, 1975 – Stobie R.S. // IAU Colloq. No. 29. – P. 102.
- Стоби, 1980 – Stobie R.S. // Space Sci. Rev. – V. 27. – P. 419.
- Стотерс, 1977 – Stothers R. // Astrophys. J. – V. 213. – P. 791.
- Стотерс и Чин, 1983 – Stothers R., Chin Ch. W. // Astrophys. J. – V. 264. – P. 583.
- Стрuttматтер, 1976 – Strüttmatter P.A. // The Physics of Non-Thermal Radio Sources // Ed. Sotti G. – Dordrecht: Reidel Publ. Comp.
- Стром, 1977 – Strom S.E. // IAU Symp. No. 75. – P. 190.
- Струве, 1947 – Struve O. // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 59. – P. 192.
- Струве, 1954 – Struve O. // Sky Telesc. – V. 13. – P. 368.
- Струве, 1957 – Struve O. // Sky Telesc. – V. 16. – P. 418.
- Струве, 1962 – Struve O. // Astronomie, Einführung in ihre Grundlagen. – Berlin: Verlag W. de Gruyter & Co.
- Струве и др., 1950 – Struve O., Herbig G., Horak H. // Astrophys. J. – V. 112. – P. 216.
- Струпат и др., 1985 – Strupat W., Drechsel H., Rade J. // ESO Messenger – No. 39. – P. 40.

- Сутантио, 1986 – *Sutantyio W.* // *Astrophys. Space Sci.* – V. 118. – P. 257. – Bandung Inst. Bosscha Obs. Contr. – No. 88.
- Тапиа, 1977 – *Tapia S.* // *Astrophys. J.* – V. 212. – P. L125.
- Теккерей, 1953 – *Thackeray A.D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 113. – P. 237.
- Теккерей, 1958 – *Thackeray A.D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 113. – P. 237.
- Теккерей, 1967 – *Thackeray A.D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 135. – P. 51.
- Тернер Д. и др., 1986 – *Turner D.G., Leonard P.J.T., Madore B.F.* // *J.R. Astron. Soc. Canada.* – V. 80. – P. 166.
- Тернер Х., 1920 – *Turner H.H.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 80. – P. 279.
- Тилеман и др., 1986 – *Thielemann F.K., Nomoto K., Yokoi K.* // *Astron. Astrophys.* – V. 158. – P. 17.
- Тисен, 1956 – *Thiessen G.* // *Zeitschr. Astrophys.* – Bd 39. – S. 39.
- Томас, 1932 – *Thomas H.* // *Veröff. Sternw. Babelsberg.* – Bd 9. – Nr. 4.
- Томкин и Ламберт, 1978 – *Tomkin J., Lambert D.L.* // *Astrophys. J.* – V. 222. – P. L119.
- Торрес и Феррац-Мелло, 1973 – *Torres C.A.D., Ferraz-Mello S.* // *Astron. Astrophys.* – V. 27. – P. 231.
- Тримбл, 1968 – *Trimble V.* // *Astron. J.* – V. 73. – P. 535; V. 73. P. 657.
- Тримбл, 1972 – *Trimble V.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 156. – P. 411.
- Тримбл, 1984 – *Trimble V.* // *J. Astrophys. Astron.* – V. 5. – P. 389.
- Трэн, 1980 – *Truran J.W.* // *Illinois Astron. Prepr.* 80–41 – *Prog. Part. Nucl. Phys.* – V. 6. – P. 161.
- Трэн, 1985 – *Truran J.W.* // *Nucleosynthesis/Ed. Arnett W.D., Truran J.W.* – Chicago: Univ. of Chicago Press. – P. 292.
- Уамстеке, 1979 – *Wamsteker W.* // *ESO Messenger.* – No. 18. – P. 31.
- Уайтлок и Кетчпол, 1983 – *Whitelock P.A., Catchpole R.M.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* – No. 2296.
- Уейд и Уорд, 1985 – *Wade R.A., Ward M.J.* // *Interacting Binary Stars / Ed. Pringle, Wade.* – Cambridge: Univ. Press. – P. 129.
- Уелтер и Уорден, 1980 – *Welter G.L., Worden S.P.* // *Astrophys. J.* – V. 242. – P. 673.
- Уивер, 1974 – *Weaver H.* // *Highlights of Astron.* – V. 3. – P. 509.
- Уилер, 1980 – *Wheeler J.C.* // *Proc. Texas Workshop on Type I Supernovae, McDonald Observatory, Austin.*
- Уилер, 1981 – *Wheeler J.C.* // *Rep. Prog. Phys.* – V. 44. – P. 85; *Aust. Rcp.* – No. 944.
- Уиллс и др., 1986 – *Wills D. с.а.* // *Astron. J.* – V. 92. – P. 412.
- Уилмор, 1977 – *Willmore A.P.* // *Highlights of Astron.* – V. 4. – P. 87.
- Уильямс, 1983 – *Williams G.* // *Astrophys. J. Suppl. Ser.* – V. 53. – P. 523.
- Уитни, 1978 – *Whitney C.A.* // *Astrophys. J.* – V. 220. – P. 245.
- Уокер А., 1976 – *Walker A.R.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 179. – P. 587.
- Уокер А. и Мэк, 1986 – *Walker A.R., Maek P.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 220. – P. 69.
- Уокер М., 1954 – *Walker M.F.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 66. – P. 230.
- Уокер М., 1963а – *Walker M.F.* // *Mitt. Veränderl. Sterne.* – Bd 2. – S. 17.
- Уокер М., 1963б – *Walker M.F.* // *Astrophys. J.* – V. 138. – P. 313.
- Уокер М., 1978 – *Walker M.F.* // *Astrophys. J.* – V. 224. – P. 546.
- Уокер М., 1980 – *Walker M.F.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 92. – P. 66.
- Уокер М. и Белл, 1980 – *Walker M.F., Bell M.* // *Astrophys. J.* – V. 237. – P. 89.
- Уокер Х. и Килкенни, 1980 – *Walker H.J., Kilkenney D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* – V. 190. – P. 299.
- Уокер Х. и Шенбернер, 1981 – *Walker H.J., Schönberner D.* // *Astron. Astrophys.* – V. 97. – P. 291.
- Уоллерштейн, 1958 – *Wallerstein G.* // *Astrophys. J.* – V. 127. – P. 588.
- Уоллерштейн, 1959 – *Wallerstein G.* // *Astrophys. J.* – V. 130. – P. 588.
- Уоллерштейн и Гринштейн, 1980 – *Wallerstein G., Greenstein J.L.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 92. – P. 275.
- Уоллерштейн, Коке, 1984 – *Wallerstein G., Cox A.N.* // *Publ. Astron. Soc. Pacific.* – V. 96. – P. 677.
- Уоллерштейн и Кремптон, 1967 – *Wallerstein G., Crampton D.* // *Astrophys. J.* – V. 149. – P. 225.
- Уоллес и др., 1977 – *Wallace P.T. с.а.* // *Nature.* – V. 266. – P. 692.

- Уолтери Басри, 1982 — *Walter F.M., Basri G.* // *SAO Spec. Rep.* V. 392. — P. 219.  
 (Цитируется у *Cellino A.* е.а. // *Astrophys. Space Sci.* — V. 121. — P. 265.)
- Уолтер, Кухи, 1981 — *Walter M.M., Kuhl L.V.* // *Astrophys. J.* — V. 250. — P. 254.
- Уорнер, 1973 — *Warner B.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 162. — P. 189.
- Уорнер, 1974 — *Warner B.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 167. — P. 61P.
- Уорнер, 1974а — *Warner B.* // *Mon. Notes Astron. Soc. Southern Africa.* — V. 33. — P. 21.
- Уорнер, 1976 — *Warner B.* // *IAU Symp. No. 73.* — P. 85.
- Уорнер, 1986 — *Warner B.* // *Mon. Notes Astron. Soc. South Africa.* — V. 45. — P. 117.
- Уорнер и Кроппер, 1983 — *Warner B., Cropper M.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 203. — P. 909.
- Уорнер и Назер, 1972 — *Warner B., Nather P.E.* // *Sky Telesc.* — V. 43. — P. 82.
- Уорнер и Робинсон, 1972 — *Warner B., Robinson E.L.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 159. — P. 101.
- Уотсон и др., 1982 — *Watson M.G., Warwick R.S., Corbet R.H.D.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 199. — P. 915.
- Урасин и Урасина, 1975 — *Ourassine L.A., Ourassina I.A.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* — No. 973.
- Уэньер и Сахаи, 1986 — *Wannier P.G., Sahai R.* // *Astrophys. J.* — V. 311. — P. 335.
- Фабиан и др., 1986 — *Fabian A.C.* е.а. // *Astrophys. J.* — V. 305. — P. 333.
- Фезен, 1985 — *Fesen R.A.* // *Astrophys. J.* — V. 305. — P. 333. V. 297. P. L29; *Sky Telesc.* — V. 71. — P. 550.
- Фейгельсон и др., 1986 — *Feigelson E.D.* е.а. // *Astrophys. J.* — V. 302. — P. 337.
- Ферни, 1986 — *Fernie J.D.* // *Astrophys. J.* — V. 306. — P. 642.
- Ферни и Демер, 1966 — *Fernie J.D., Demers S.* // *Astrophys. J.* — V. 144. — P. 440.
- Феррари, 1950 — *Ferrari K.* // *Mitt. Sternw. Wien.* — Bd. 4. — S. 207.
- Фетлаар, 1923 — *Fetlaar J.* // *Rech. astr. Obs. Utrecht.* — V. 9. — P. 1.
- Филлей и Джонс, 1977 — *Finlay E.A., Jones B.B.* // *Australian J. Phys.* — V. 26. — P. 389.
- Фист, 1974 — *Feast M.W.* // *Proc. ESO Conference on New Large Telescopes, Geneva.* — P. 169.
- Фист, 1975 — *Feast M.W.* // *IAU Symp. No. 67.* — P. 129.
- Фист, 1980 — *Feast M.W.* // *Proc. Fifth Europ. Reg. Meet., Liège.* — P. B. 1.1.
- Фист, 1983 — *Feast M.W.* // *Mon. Notes Astron. Soc. South Africa.* — V. 41. — P. 72.
- Фист, 1984а — *Feast M.W.* // *South Africa Astron. Obs. Rep.* — P. 17.
- Фист, 1984б — *Feast M.W.* // *Proc. Second Asian-Pacific Reg. Meet. on Astron., Bandung/Eds Hidayat, Feast.* — Jakarta: Tira Pustaka. — P. 104.
- Фист и др., 1983 — *Feast M.W.* е.а. // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 202. — P. 951.
- Фич, 1970 — *Fitch W.S.* // *Astrophys. J.* — V. 161. — P. 669.
- Фич, 1976 — *Fitch W.S.* // *IAU Colloq. No. 29.* — P. 185.
- Фич и Сейдл, 1976 — *Fitch W.S., Szeidl B.* // *Astrophys. J.* — V. 203. — P. 616.
- Фланнери и Ульрих, 1977 — *Flannery B.P., Ulrich R.K.* // *Astrophys. J.* — V. 212. — P. 533.
- Фогт, 1982 — *Vogt N.* // *Mitt. Astron. Gesellschaft.* — Bd 57. — P. 79.
- Фогт, 1983 — *Vogt N.* // *Sterne Weltraum.* — Bd 22. — S. 123, 278, 404.
- Фогт, 1986 — *Vogt N.* // in *Classical Novae/Ed. Bode M.F., Evans A.* — Chichester: Wiley and Sons. — Ch. 10.
- Фогт, Бейтсон, 1981 — *Vogt N., Bateson F.M.* // *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* — V. 48. — P. 383.
- Фогт и др., 1981 — *Vogt N.* е.а. // *Astron. Astrophys.* — V. 94. — P. L29.
- Фой и др., 1975 — *Foy R., Heck A., Mennessier M.O.* // *Astron. Astrophys.* — V. 42. — P. 175.
- Фойхтер, 1967 — *Feuchter C.A.* // *Astron. J.* — V. 72. — P. 702.
- Фолкнер, 1977 — *Faulkner D.J.* // *Proc. Astron. Soc. Australia.* — V. 3. — P. 124.
- Френд, Кассинелли, 1985 — *Friend D.B., Cassinelli J.P.* // *Wisconsin Astrophys.* — No. 227.
- Френк, Уайт, 1982 — *Frenk C.S., White S.D.M.* // *Mon. Not. R. Astron. Soc.* — V. 198. — P. 173.
- Фрид, 1980 — *Fried J.W.* // *Astron. Astrophys.* — V. 81. — P. 182.
- Фридеман, Гюртлер, 1975. — *Friedemann C., Gürtler J.* // *Astron. Nachr.* — Bd 296. — S. 126.
- Фридеман, Шмидт, 1967 — *Friedemann C., Schmidt K.H.* // *Astron. Nachr.* Bd. 289 — S. 223.
- Фролов, Иркаев, 1982 — *Frolov M.S., Irkaev B.N.* // *Inf. Bull. Variable Stars.* — No. 2249.

- Фролов, Иркаев, 1984 – *Frolov M.S., Irkaev B.N.* // Inf. Bull. Variable Stars. – No. 2462.
- Фурман, 1982 – *Fuhrmann B.* // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 9. – S. 98.
- Фурман и др., 1984 – *Fuhrmann B., Luthardt R., Schult R.* // Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 10. – S. 79.
- Фюртиг, 1975 – *Fürtig W.* // Inf. Bull. Variable Stars. – No. 1071.
- Хазард и Миттон, 1979 – *Hazard C., Mitton S.* // Active Galactic Nuclei. Cambridge. – New York: Univ. Press.
- Хазлхерст, 1976 – *Hazlehurst J.* // IAU Symp. No. 73. – P. 323.
- Хаквель и др., 1979 – *Hackwell J.S., Gehrz R.D., Grasdalen G.L.* // Astrophys. J. – V. 234. – P. 133.
- Хамеури и др., 1987 – *Hameury J.M., King A.R., Lasota J.P.* // Astron. Astrophys. – V. 171. – P. 140.
- Хамилтон и др., 1978 – *Hamilton D., Keel W., Nixon J.F.* // Sky Telesc. – V. 55. – P. 372.
- Ханзен, 1980 – *Hansen C.J.* // Proc. Workshop on Nonradial and Nonlinear Stellar Pulsations. – Heidelberg: Springer-Verl. – P. 445.
- Харманек, 1982 – *Harmanec P.* // IAU Symp. No. 98. – P. 279.
- Харманек, 1985 – *Harmanec P.* // Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia. – V. 36. – P. 327.
- Харманек и Кржиж, 1975 – *Harmanec P., Kříž S.* // IAU Symp. N 70. – P. 386.
- Харрис У., 1976 – *Harris W.E.* // Astron. J. – V. 81. – P. 1095.
- Харрис Г. и Уоллестейн, 1984 – *Harris H.C., Wallerstein G.* // Astron. J. – V. 89. – P. 379.
- Хартвик и Саргент, 1978 – *Hartwick F.D.A., Sargent W.L.W.* // Astrophys. J. – V. 221. – P. 512.
- Хартманн и Кенион, 1987 – *Hartmann L., Kenyon S.J.* // Astrophys. J. – V. 312. – P. 243.
- Хартманн и Рознер, 1979 – *Hartmann L., Rosner R.* // Astrophys. J. – V. 230. – P. 802.
- Хаули и Барнс, 1985 – *Hawley S.L., Barnes T.G.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 97. – P. 551.
- Хаули и др., 1986 – *Hawley S.L. et al.* // Astrophys. J. – V. 302. – P. 626.
- Хачису и др., 1986 – *Hachisu R.F., Eriguchi Y., Nomoto K.* // Astrophys. J. – V. 311. – P. 214.
- Хейнс и др., 1980 – *Haynes R.F., Lerche I., Mordin P.* // Astron. Astrophys. – V. 87. – P. 299.
- Хенайз, 1961 – *Henize K.G.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 73. – P. 159.
- Хербиг, 1958а – *Herbig G.H.* // Astrophys. J. – V. 127. – P. 312.
- Хербиг, 1958б – *Herbig G.H.* // Astrophys. J. – V. 128. – P. 259.
- Хербиг, 1960 – *Herbig G.H.* // Astrophys. J. Suppl. Ser. – V. 4. – P. 337.
- Хербиг, 1962 – *Herbig G.H.* // Adv. Astron. Astrophys. – V. 1. – P. 47.
- Хербиг, 1969 – *Herbig G.H.* // Contr. Lick Obs. – No. 282.
- Хербиг, 1973 – *Herbig G.H.* // Astrophys. J. – V. 182. – P. 129.
- Хербиг, 1977 – *Herbig G.H.* // Astrophys. J. – V. 217. – P. 693.
- Хербиг, 1981 – *Herbig G.H.* // Recent Advances in Observ. Astronom./Eds. H.L. Johnson, Ch. Allen. – Mexico: Univ. Nac. Autón. Mexico. – P. 19.
- Хербиг и Рао, 1972 – *Herbig G.H., Rao N.K.* // Astrophys. J. – V. 174. – P. 401.
- Хербст и др., 1984 – *Herbst W., Holtsman J.A., Klasky R.S.* // Cool Stars, Stellar Systems and the Sun/Eds. Baliunas S.L., Hartman L. – Heidelberg: Springer-Verlag.
- Херцог, 1986 – *Hertzog K.P.* // Observatory. – V. 106. – P. 38.
- Хилл Г., 1979 – *Hill G.* // Publ. Dom. Astrophys. Obs. – V. 15. – P. 297.
- Хилл Ф. и др., 1981 – *Hill P.W. et al.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 197. – P. 81.
- Хилленбранд Т., 1982 – *Hillenbrand W.* // Sterne Weltraum. – Bd 21. – S. 406.
- Ховарт и Вильсон, 1981 – *Howarth I.D., Wilson R.* // Astrophys. Space Sci. Libr. – V. 89. – P. 481.
- Ховарт и Вильсон, 1983 – *Howarth I.D., Wilson R.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 202. – P. 347.
- Хойл и Викрамасинг, 1962 – *Hoyle F., Wickramasinghe N.C.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 124. – P. 117.
- Холл, 1972 – *Hall D.S.* // Publ. Astron. Soc. Pacific. – V. 84. – P. 323.
- Холл, 1976 – *Hall D.S.* // IAU Colloq. No. 29. – P. 287.
- Холл и др., 1979 – *Hall D.S. et al.* // Sky Telesc. – V. 57. – P. 132.
- Холопов П.Н., 1951 // Перем. звезды. – Т. 8. – С. 83.

- Холопов П.Н., 1956//Перем. звезды. — Т. 11. — С. 325.  
Холопов П.Н., 1981//Перем. звезды. — Т. 21. — С. 465.  
Холопов П.Н. и др., 1982//Новый каталог звезд, заподозренных в переменности блеска (NSV). — М.: Наука.  
Холопов и др., 1985//Общий каталог переменных звезд. — 4-е изд. — М.: Наука.  
Холопов и др., 1987 — *Kholopov P.N.* с.а. // 68th Name List of Variable Stars. Inf. Bull. Variable Stars. — No. 3058.  
Хопп и др., 1982 — *Hopp U., Witzigmann S., Geyer E.H.*//Inf. Bull. Variable Stars. — No. 2148.  
Хоукинс, 1984 — *Hawkins M.R.S.*//Mon. Not. R. Astron. Soc. — V. 206. — P. 433.  
Хоукинс, 1985 — *Hawkins M.R.S.*//Mercury. — V. 14. — P. 145.  
Худек, 1981а — *Hudec R.*//Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia. — V. 32. — P. 93.  
Худек, 1981б — *Hudec R.*//Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia. — V. 32. — P. 108.  
Худек, 1986 — *Hudec R.*//Inf. Bull. Variable Stars. — No. 2948.  
Худек, Венцель, 1976 — *Hudec R., Wenzel W.*//Bull. Astron. Inst. Czechoslovakia. — V. 27. — P. 325.  
Худек, Майнунгер Л., 1977 — *Hudec R., Meinunger L.*//Mitt. Veränderl. Sterne. — Bd 7. — S. 194.  
Худек и др., 1986 — *Hudec R.* с.а.//Ondrejov Astron. Inst. Prepr. No. 33. — Astron. Astrophys. — V. 175. — P. 71.  
Хут, 1966 — *Huth H.*//Sterne. — Bd 42. — S. 129.  
Хут, 1987//Частное сообщение.  
Хут, Венцель, 1981 — *Huth H., Wenzel W.*//Bibliographic Catalogue of Variable Stars, Centre de Données Stellaires. — Strasbourg.  
Хьельминг, 1985 — *Hjellming R.M.*//Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 116. — P. 151; Green Bank Repr. B546.  
Хьюитт, Бербидж, 1987 — *Hewitt A., Burbidge G.*//Astrophys. J. Suppl. Ser. — V. 63. — P. 1.  
Хэмфрис, 1978 — *Humphreys R.M.*//Astrophys. J. — V. 219. — P. 445; IAU Symp. — No. 84. — P. 93.  
Хэмфрис, 1986 — *Humphreys R.M.*//Sky Telesc. — V. 71. — P. 17.  
Хэмфрис и др., 1986 — *Humphreys R.M., Jones T.J., Gehrz R.D.*//Bull. American Astron. Soc. — V. 18. — P. 683.  
Цесевич В.П. (ред.), 1971//Затменные переменные звезды. — М.: Наука.  
Цесевич В.П., Казанасмас М.С., 1963//Атлас поисковых карт переменных звезд. — Одесская астрон. обсерватория.  
Цесевич В.П., Казанасмас М.С., 1971//Атлас поисковых карт переменных звезд. — М.: Наука.  
Цурута 1982 — *Tsuruta S.*//High Energy Astrophysics and Cosmology/Eds Yang, Zhy. — P. 351. — Beijing: Science Press.  
Чарльз, 1980 — *Charles P.*//Sky Telesc. — V. 59. — P. 188.  
Чарльз, 1982 — *Charles P.A.*//Observatory. — V. 102. — P. 168.  
Чатти и др., 1978 — *Clatti F., Mammano A., Vittone A.*//Astron. Astrophys. — V. 68. — P. 251.  
Че-Боненштengel и Раймерс, 1986 — *Che-Bohnenstengel A., Reimers D.*//Astron. Astrophys. — V. 156. — P. 172.  
Ченцов Е.Л., 1980//Письма в "Астрон. журн.". — Т. 6. — С. 360.  
Чепмен, 1981 — *Chapman R.D.*//Astrophys. J. — V. 248. — P. 1043.  
Чепмен, 1982 — *Chapman R.D.*//Astrophys. Space Sci. Libr. — V. 98. — P. 153.  
Честер, 1979 — *Chester T.J.*//Astrophys. J. — V. 230. — P. 167.  
Чочол и Грыгар, 1987 — *Chochol D., Grygar J.*//Astrophys. Space Sci. — V. 131. — P. 487.  
Чугайнов, 1966 — *Chugainov P.F.*//Inf. Bull. Variable Stars. — No. 122.  
Чугайнов П.Ф., 1973//Изв. КРАО. — Т. 48. — С. 3.  
Чугайнов П.Ф., 1976//Изв. КРАО. — Т. 54. — С. 85.  
Чэммьюгэм и Далк, 1981 — *Chanmugam G., Dulk G.A.*//Astrophys. J. — V. 244. — P. 569.  
Шара, 1982 — *Shara M.M.*//Astrophys. J. — V. 261. — P. 649.  
Шара и др., 1985 — *Shara M.M., Moffat A.F.J., Webbink R.F.*//Astrophys. J. — V. 294. — P. 271.  
Шара и др., 1986 — *Shara M.M.* с.а.//Astrophys. J. — V. 311. — P. 163.  
Шаров, 1975 — *Sharov A.S.*//IAU Symp. No. 67. — P. 275.

- Шаров А.С., Алкснис А.К., 1975//Астрон. цирк. – № 569.
- Шаров, Лютий, 1976 – *Sharov A.S., Lyuty V.M.*//IAU Symp. No. 70. – P. 107.
- Шаров А.С., Якимова Н.Н., 1970//Тр. ГАИИЛ. – Т. 40. – С. 106.
- Шацман, 1950 – *Schatzman E.*//Ann. Astrophys. – V. 13. – P. 384.
- Шацман, 1951 – *Shatzman E.*//Ann. Astrophys. – V. 14. – P. 295.
- Шварц и др., 1981 – *Schwartz D.A. e.a.* // Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 196. – P. 95.
- Шварцшильд и Херм, 1959 – *Schwarzschild M., Härm R.*//Astrophys. J. – V. 129. – P. 637.
- Шевалье, 1977 – *Chevalier R.A.* // Astrophys. Space Sci. – V. 66. – P. 53.
- Шепли, 1914 – *Shapley H.*//Astrophys. J. – V. 40. – P. 448.
- Шепли, 1915 – *Shapley H.*//Princeton Contr. – No. 3.
- Шепли, 1916 – *Shapley H.*//Astron. J. – V. 43. – P. 217.
- Шервуд и Плаут, 1975 – *Sherwood V.E., Plaut I.*//IAU Symp. No. 67.
- Шефер, 1981 – *Schaefer B.E.*//Nature. – V. 294. – P. 722.
- Шефер, 1983 – *Schaefer B.E.*//Inf. Bull. Variable Stars. – No. 2281.
- Шефер, 1985 – *Schaefer B.E.* // Astrophys. J. – V. 297. – P. 245.
- Шефер и Брадт, 1982 – *Schaefer B.E., Bradt H.*//IAU Circ. – No. 3752.
- Шефер и Клайн, 1985 – *Schaefer B.E., Cline Th.L.*//Astrophys. J. – V. 289. – P. 490.
- Шефер и Матве, 1982 – *Schaefer B.E., Mathieu R.*//Bull. American Astron. Soc. – V. 14. – P. 982.
- Шенбернер, 1977 – *Schonberger D.*//Astron. Astrophys. – V. 57. – P. 437.
- Шилая, 1986 – *Shylaya B.S.*//J. Astrophys. Astron. – V. 7. – P. 171.
- Шиллер, 1923 – *Schiller K.*//Einführung in das Studium der veränderlichen Sterne. – Leipzig: Verlag J.A. Barth.
- Шкловский И.С., 1976//Сверхновые звезды. – М.: Наука.
- Шкловский И.С., 1978//Астрон. журн. – Т. 65. – С. 726.
- Шкловский и Митрофанов, 1985 – *Shklovskij I.S., Mitrofanov I.G.*//Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 212. – P. 545.
- Шликайзер, 1981 – *Schlickelzer R.*//Astron. Astrophys. – V. 94. – P. 229.
- Шмидт М., 1956 – *Schmidt M.*//Bull. Astron. Inst. Netherlands. – V. 13. – P. 15.
- Шмидт Э., 1972 – *Schmidt E.G.*//Astrophys. J. – V. 176. – P. 165.
- Шмидт Э., 1984 – *Schmidt E.G.*//Astrophys. J. – V. 285. – P. 501.
- Шнеллер, 1949 – *Schneller H.*//Veröff. Sternw. Sonneberg. – Bd 1. – S. 355.
- Шнеллер, 1952 – *Schneller H.*//Geschichte u. Literatur Veränderl. Sterne II. – Bd 3.
- Шнеллер, 1960 – *Schneller H.*//Kleine Veröff. Remcis-Sternw. Bamberg. – Nr. 27.
- Шнеллер, 1962 – *Schneller H.*//Mitt. Sternw. Ungar. Akad. Wiss. Budapest. – Nr 53.
- Шнеллер, 1965 – *Schneller H.*//Mitt. Veränderl. Sterne. – Bd 2. – S. 86.
- Шоббрук и Стоби, 1976 – *Shobbrook R.R., Stobie R.S.*//Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 174. – P. 401.
- Шрамм, 1977 – *Schramm D.N.*//Astrophys. Space Sci. Libr. – V. 66.
- Штейнер-Зон Р., 1986/Частное сообщение.
- Эванс Д., 1975 – *Evans D.A.*//IAU Symp. No. 67. – P. 93.
- Эванс Т., 1976 – *Evans T.L.*//Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 174. – P. 169.
- Эрен и др., 1986 – *Evcen S., Ibanoglu C., Tunka Z., Tumer O.*//Astrophys. Space Sci. – V. 120. – P. 97.
- Эггелтон, 1976 – *Eggleton P.P.*//IAU Symp. No. 73. – P. 209.
- Эггелтон, 1983 – *Eggleton P.P.*//Astrophys. Space Sci. Libr. – V. 101. – P. 239.
- Эддингтон, 1918 – *Eddington A.S.*//Mon. Not. R. Astron. Soc. – V. 79. – P. 177.
- Эль Эйд, Лангер, 1986 – *El Eid M.F., Langer N.*//Mitt. Astron. Ges. – Bd 65. – S. 211.
- Эмден, 1907 – *Emden R.*//Gaskugeln. Leipzig: Verlag Teubner.
- Юрвич Л.В., 1985//Астрофизика. – Т. 23. – С. 265.
- Юрчик и Сабодош, 1979 – *Jurezik J., Szabados L.*//Inf. Bull. Variable Stars. – No. 1722.
- Якате, 1979 – *Jakate S.M.*//Astron. J. – V. 84. – P. 1042.
- Ямашита и др., 1978 – *Yamashita Y., Maehara H., Norimoto Y.*//Publ. Astron. Soc. Japan. – V. 30. – P. 219; Tokyo Astr. Obs. Rep. No. 532.
- Янг и др., 1976 – *Young P.J. e.a.*//Astrophys. J. – V. 209. – P. 882.
- Ясевич, 1986 – *Jasniewicz G.*//Comptes Rendus Journee Strasbourg. – V. 8. – P. 87.
- Ясевич и Акер, 1986 – *Jasniewicz G., Acker A.*//Astron. Astrophys. – V. 160. – P. L1.
- Яхель, 1980 – *Yahel R.Z.*//Astron. Astrophys. – V. 90. – P. 26.

Научное издание

*ГОФМЕЙСТЕР Куно*

*РИХТЕР Герольд*

*ВЕНЦЕЛЬ Вольфганг*

(ГДР)

## **ПЕРЕМЕННЫЕ ЗВЕЗДЫ**

Редактор *Л.П. Русакова*

Художественный редактор *Т.Н. Кольченко*

Технические редакторы *О.Б. Черняк, М.И. Мешкова*

Корректоры *И.П. Круглова, Т.А. Печко*

Набор осуществлен в издательстве  
на наборно-печатающих автоматах

ИБ № 32520

Сдано в набор 14.05.90. Подписано к печати 03.08.90

Формат 60 × 90/16. Бумага книжно-журнальная

Гарнитура Пресс-Роман. Печать офсетная

Усл.печл. 22,50. Усл.кр.-отт. 22,50. Уч.-издл. 27,09

Тираж 2220 экз. Тип. зак. 223. Цена 5 р. 70 к.

Ордена Трудового Красного Знамени  
издательство "Наука"

Главная редакция физико-математической литературы  
117071 Москва В-71, Ленинский проспект, 15

Четвертая типография издательства "Наука"

630077 г. Новосибирск-77, ул. Станиславского, 25









